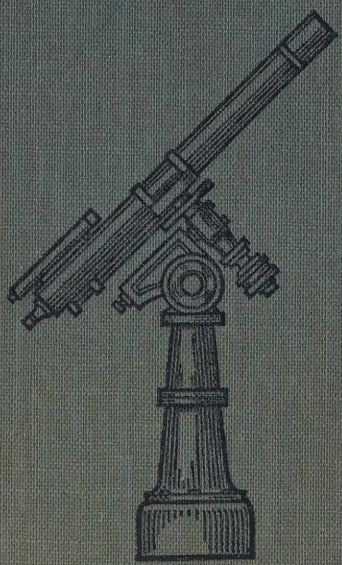
Newcomb-Engelmann

Populäre Astronomie

Siebente Auflage



UNIVERSITY OF TORONTO LIBRARY

VERLAG VON WILHELM ENGELMANN IN LEIPZIG

Ver

NEWCOMB-ENGELMANNS

POPULÄRE ASTRONOMIE

SIEBENTE AUFLAGE

Astron.
N

Rudolf
Simon

NEWCOMB-ENGELMANNS

POPULÄRE ASTRONOMIE

*

SIEBENTE AUFLAGE

*

IN GEMEINSCHAFT MIT DEN HERREN
PROF. DR. EBERHARD, DR. FREUNDLICH,
DR. KOHLSCHÜTTER

HERAUSGEGEBEN VON

PROF. DR. H. LUDENDORFF
DIREKTOR DES ASTROPHYSIKALISCHEN OBSERVATORIUMS
ZU POTSDAM

*

MIT 240 ABBILDUNGEN

*

195-298
6. 4. 25

LEIPZIG
VERLAG VON WILHELM ENGELMANN
1922

ALLE RECHTE VORBEHALTEN.

G. Pätz'sche Buchdr. Lippert & Co. G. m. b. H., Naumburg a. d. S.

Germany

Vorwort zur sechsten Auflage.

Die Tatsache, daß die fünfte Auflage von Newcomb-Engelmanns Populärer Astronomie bereits seit längerer Zeit vergriffen und das Erscheinen einer neuen Auflage somit erforderlich ist, darf als ein erfreulicher Beweis dafür angesehen werden, daß das Interesse an der Himmelskunde in immer weitere Kreise dringt. Es ist in dieser Beziehung lehrreich, die Zeiten miteinander zu vergleichen, innerhalb deren die einzelnen Auflagen aufeinander folgten. Die erste deutsche, von Dr. R. Engelmann besorgte Ausgabe erschien 1881, die zweite, von H. C. Vogel herausgegeben, 1892, die dritte, ebenfalls von H. C. Vogel, 1905, die vierte, von P. Kempf herausgegeben, 1911 und die fünfte, ebenfalls von Kempf, 1914. Während also jede der beiden ersten Auflagen mehr als 10 Jahre vorhielt, war die dritte in 6 und die vierte sogar schon in 3 Jahren vergriffen. Wenn nun die sechste Auflage erst Ende 1921, also nach einem Intervall von 8 Jahren erscheint, so ist dies wohl lediglich dem Weltkriege zuzuschreiben.

Von den Bearbeitern der fünften Auflage sind inzwischen zwei aus dem Leben geschieden, Schwarzschild, der im Jahre 1916 ein Opfer des Krieges wurde, und Kempf. Letzterer starb im Februar 1920; er hatte die Herausgabe der neuen Auflage bereits wieder übernommen und ist an der Bearbeitung der ersten Bogen derselben noch beteiligt gewesen. Der Unterzeichnete, der an die Stelle des unvergeßlichen Freundes trat, hofft, daß es ihm gelungen ist, die Aufgabe in dessen Sinne zu lösen. Ebenso wie Prof. Eberhard hat der jetzige Herausgeber bereits an den drei letzten Auflagen des Buches mitgewirkt; zwei weitere Mitarbeiter, Dr. Freundlich und Dr. Kohlschütter, ebenfalls Mitglieder unseres Observatoriums, waren bereits von Kempf gewonnen worden.

Das Newcombsche Werk zeichnet sich vor anderen populären Astronomien durch die geschichtliche Art der Behandlung aus. So ist z. B. der ganze erste Teil der „geschichtlichen Entwicklung des Weltsystems“ gewidmet. In diesem Teile hat Newcomb, um Engelmanns Worte zu zitieren, „zunächst die Tatsachen der Bewegungen am Sternhimmel natürlich und folgerichtig auseinanderzusetzen gewußt. Er läßt den einzelnen das gleichsam an sich selbst allmählich durchleben, zu dessen Erkenntnis dem Menschen-

geschlechte Tausende von Jahren nötig waren; und so entwickelt er, vom Augenschein ausgehend, die drei Weltsysteme: das Ptolemäische, welches sich nicht über den Augenschein erhebt und nur eine einfache und unvollständige geometrische Deutung der scheinbaren Bewegungen gibt; dann das Kopernikanische, welches die Vorstellung der ruhenden Erde verläßt, die Bewegungen im Raume erläutert und den Ideen- und Gesichtskreis der Menschheit damit fundamental ändert und erweitert; endlich das Newtonsche, welches in der allgemeinen Anziehung die physische Ursache der himmlischen Bewegungen findet, sie wirklich erklärt".

An dieser geschichtlichen Darstellungsweise hält Newcomb mehr oder weniger auch in den anderen Teilen fest, und ebenso haben sich alle Herausgeber der deutschen Ausgaben bemüht, diese Eigenart des Werkes möglichst zu bewahren, so mannigfach und durchgreifend auch die Änderungen waren, die im Laufe der Jahrzehnte an dem ursprünglichen Text vorgenommen werden mußten.

Schon die erste deutsche Ausgabe war nicht nur eine einfache Übersetzung, sondern brachte wesentliche Erweiterungen des Originals. Während Newcomb „dem allgemein gebildeten Leser eine gedrängte Übersicht der Geschichte, Methoden und Resultate astronomischer Forschung" darbot, wollte Engelmann auch solche Leser berücksichtigen, „welche etwas mehr an tatsächlichem Material wünschen". Die von ihm hinzugefügten Ergänzungen bezogen sich überwiegend auf die Ergebnisse der Astrophysik, des jüngsten Zweiges der Astronomie, der in jener Zeit gerade begonnen hatte, einen großartigen Aufschwung zu nehmen, und der in dem Original noch etwas knapp behandelt worden war. Der geschichtlichen Darstellungsweise suchte Engelmann auch noch dadurch Rechnung zu tragen, daß er häufiger, als es im Original der Fall war, die Namen der einzelnen Forscher anführte, in der Annahme, daß „das Interesse, welches man Entdeckungen und Forschungen entgegenbringt, durch Nennung der Personen, an die sich dieselben knüpfen, noch ein lebendigeres werde". Dem gleichen Zwecke sollten auch die biographischen Skizzen dienen, welche Engelmann dem Buche als Anhang hinzufügte.

Auch die Änderungen, die in den späteren Auflagen vorgenommen werden mußten, wurden in erster Linie durch die Fortschritte der astrophysikalischen Disziplinen bedingt, die schon in Zeiträumen, die, an der sonstigen astronomischen Entwicklung gemessen, verschwindend klein sind, große Veränderungen in unseren Anschauungen hervorgerufen und unsere Kenntnisse von der Beschaffenheit der Gestirne und dem Bau des Universums in ungeahnter Weise erweitert haben. Auch in den acht Jahren, die seit der letzten Auflage verflossen sind, ist auf den verschiedenen Gebieten so viel Neues zutage gefördert worden, daß viele Kapitel wesentlich umgearbeitet, einige sogar neu geschrieben werden mußten. Dies trifft besonders zu auf den

ganzen vierten Teil (Stellarastronomie). Im ersten Teile ist ein ganz neuer Abschnitt „Die Grundgesetze der Mechanik und ihre Entwicklung seit Newton. Das Relativitätsprinzip" eingefügt worden.

Aber auch alle übrigen Kapitel sind aufs sorgfältigste durchgearbeitet worden, wobei selbstverständlich durchweg die neuesten Forschungsergebnisse berücksichtigt und die Zahlenangaben nach den besten Quellen berichtigt wurden. Infolgedessen glauben wir, daß mancher Abschnitt als zusammenfassende Übersicht über den gegenwärtigen Stand unserer Kenntnisse auch dem Fachmanne willkommen sein wird. Für manches Gebiet dürfte gegenwärtig anderswo schwerlich eine ebenso vollständige, auch die neuesten Untersuchungen berücksichtigende Darstellung zu finden sein, wie sie hier geboten wird. Es hat sich dabei das Zusammenwirken mehrerer Bearbeiter als besonders vorteilhaft herausgestellt, da nun ein jeder die ihm besonders vertrauten Gebiete zur Darstellung bringen konnte. Ist doch auch in der Astronomie bereits eine so weitgehende Spezialisierung eingetreten, daß es für den einzelnen kaum mehr möglich ist, alle Zweige in gleicher Weise zu übersehen und zu beherrschen. So sind, um einige Einzelheiten anzuführen, die Abschnitte „Meteore", „Physische Beschaffenheit der Sterne" und „Sternhaufen und Nebelflecke" von Eberhard bearbeitet worden, die „Sternparallaxen", „Bewegungen der Sterne", „Doppelsterne" und „Veränderliche Sterne" von Ludendorff, die „Grundgesetze der Mechanik", „Das Dreikörperproblem", „Die Sonne" und „Neue Sterne" von Freundlich, „Die Planeten", „Der Bau des Universums" und „Kosmogonie" von Kohlschütter. Zahlreiche, in dem Buche verstreute historische Angaben und die Biographien der älteren Astronomen wurden von Ludendorff nachgeprüft.

Auch diesmal haben wir uns wieder vielfach der Unterstützung von Fachgenossen zu erfreuen gehabt. So hatte Herr Geheimrat v. Seeliger die Freundlichkeit, die von ihm für die dritte Auflage verfaßte Darstellung seiner Ansichten über die räumliche Verteilung der Sterne durchzusehen und den Ergebnissen seiner neuesten Untersuchungen entsprechend abzuändern. Herr Prof. Kobold hat liebenswürdigerweise die Tabellen der Elemente der Kometen einer Durchsicht unterzogen und sie an der Hand der neuesten Bahnbestimmungen richtiggestellt. Herr Prof. Wanach vom Geodätischen Institut in Potsdam hat die Abschnitte „Figur und Größe der Erde", „Geographische Ortsbestimmungen", „Die Erde", sowie die Ausführungen über die Uhren durchgesehen und zum Teil umgeändert. Herr Studienrat Dr. Schoy in Essen hat die Biographien der arabischen Astronomen neu bearbeitet. Herr Prof. Biehl hat sich wieder, wie bei den früheren Auflagen, an der Redaktion des Buches und an dem Lesen der Korrekturen beteiligt; im besonderen hat er wieder das ausführliche Register hergestellt. Eine ganze Reihe von Kollegen, so vor allem Prof. Strömgren in Kopenhagen, ist uns durch allgemeine Ratschläge und Hinweise auf kleine Mängel der vorigen Auflage

behilflich gewesen. Einige amerikanische Fachgenossen haben uns durch umgehende und direkte Zusendung ihrer Publikationen die Arbeit sehr erleichtert. Allen diesen Herren sind wir zu wärmstem Danke verpflichtet.

Leider hat es sich trotz unserer Bemühungen nicht vermeiden lassen, daß der Umfang des Buches wieder etwas gewachsen ist. Wir haben lange überlegt, ob es sich unter diesen Umständen etwa empfehle, die biographischen Skizzen ganz fortzulassen; wir konnten uns aber zu dieser radikalen Maßregel um so weniger entschließen, als sowohl in Besprechungen des Buches als auch in mündlichen Erörterungen mit Fachgenossen auf die Beibehaltung der Biographien als „einer guten Eigenart" des Werkes großer Wert gelegt wurde.

Besondere Aufmerksamkeit ist auch diesmal der Ausgestaltung des Illustrationsmaterials zugewendet worden. Der Verlagsbuchhandlung Wilhelm Engelmann schulden wir den lebhaftesten Dank, daß sie in dieser Hinsicht alle von uns geäußerten Wünsche trotz der bedeutenden Kosten auf das bereitwilligste erfüllt hat. Mehrere veraltete Figuren sind ausgemerzt und 30 neue Abbildungen hinzugefügt worden, so daß die Gesamtzahl der Figuren von 228 auf 240 gestiegen ist. Auch bei der Beschaffung der neuen Figuren sind wir von den Fachgenossen in dankenswerter Weise unterstützt worden. Prof. Guthnick (Neubabelsberg) lieferte uns die Vorlage zu Fig. 106, Prof. Slipher und Prof. Lampland (Lowell-Observatorium) die zu Fig. 159, 167, 174; Prof. Hussey (Detroit-Observatorium) stiftete das Klischee zu Fig. 197, und die Gesellschaft zur Förderung der gesamten Naturwissenschaften in Marburg i. H. stellte dasjenige zu Fig. 190 zur Verfügung.

Es mag hier, um eine darauf bezügliche Anfrage zu beantworten, noch erwähnt werden, daß wir von der Einfügung von Stern- und Mondkarten mit Vorbedacht abgesehen haben. Die erste Auflage enthielt zwei kleine Sternkarten, aber bereits in der zweiten Auflage wurden sie von Vogel ausgeschlossen, da sie seiner Ansicht nach selbst für die bescheidensten Zwecke nicht ausreichten und jeder, der sich wirklich am Himmel orientieren wollte, doch zu einem Sternatlas seine Zuflucht hätte nehmen müssen. Diese Begründung trifft, wie wir meinen, heutzutage, wo gute Sternatlanten in jeder Größe und Preislage existieren, vielleicht in noch höherem Grade zu als damals, und Ähnliches gilt auch für die Mondkarte.

Astrophysikalisches Observatorium zu Potsdam, im Oktober 1921.

H. Ludendorff.

Vorwort zur siebenten Auflage.

Die siebente Auflage des vorliegenden Buches, die sich überraschenderweise schon ein Jahr nach dem Erscheinen der sechsten als notwendig erwiesen hat, ist ein im wesentlichen unveränderter Abdruck der letzteren. Immerhin sind zahlreiche kleinere Veränderungen und Verbesserungen eingefügt worden, und alle Tabellen und sonstigen Zahlenangaben sind dem neuesten Stande der Kenntnis angepaßt. In einem Nachtrage sind die Fortschritte der Wissenschaft während des letzten Jahres eingehend berücksichtigt worden; zu diesem Nachtrage hat Herr Prof. Hagen S. J., Direktor der Vatikanischen Sternwarte in Rom, eine Darlegung seiner Beobachtungsergebnisse über die dunklen Nebel beigesteuert, wofür ihm unser wärmster Dank zum Ausdruck gebracht sei.

Potsdam, Astrophysikalisches Observatorium, im November 1922.

H. Ludendorff.

Inhalt.

Erster Teil. Geschichtliche Entwicklung des Weltsystems.

Seite

Einleitung 1

Kapitel I. Die alte Astronomie oder die scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper 5

1. Die Himmelskugel 5
2. Die tägliche Bewegung der Gestirne 7
3. Bewegung der Sonne unter den Sternen 10
4. Präzession der Äquinoktien; das Sonnenjahr 14
5. Die Bewegung des Mondes 15
6. Sonnen- und Mondfinsternisse 18
7. Das Ptolemäische Weltsystem 24
8. Der Kalender 32

Kapitel II. Das Kopernikanische System oder die wahren Bewegungen der Himmelskörper 37

1. Kopernikus 37
2. Schiefe der Ekliptik, Jahreszeiten usw. im Kopernikanischen System . . 44
3. Tycho Brahe 47
4. Kepler 48
5. Von Kepler bis Newton 51

Kapitel III. Die allgemeine Schwere 53

1. Newton 53
2. Die Grundgesetze der Mechanik und ihre Entwicklung seit Newton. Das Relativitätsprinzip 60
3. Das Dreikörperproblem und die Bewegung der Planeten 76
4. Bahnbestimmung 83
5. Anziehung kleiner Massen. Dichtigkeit der Erde 87
6. Figur und Größe der Erde 91
7. Erklärung der Präzession 95
8. Ebbe und Flut 97

Zweiter Teil. Praktische Astronomie.

Einleitung 100

Kapitel I. Das Fernrohr 105

1. Die ältesten Fernrohre 105
2. Das achromatische Fernrohr 111

Seite
3. Reflektoren 114
4. Die Aufstellung des Fernrohres 117
5. Die größten Fernrohre unserer Zeit 121
6. Leistungen der Fernrohre 134

Kapitel II. Astronomische Messungen und Meßinstrumente 140

1. Kreise der Himmelskugel. Koordinaten der Gestirne 140
2. Zeit und Stundenwinkel 142
3. Meßinstrumente und Sternwarten 147
4. Geographische Ortsbestimmungen 170

Kapitel III. Messung der Entfernungen im Raume 178

1. Parallaxe im allgemeinen 178
2. Messungen der Sonnenentfernung 182
3. Sonnenparallaxe aus Venusdurchgängen 185
4. Andere Methoden zur Bestimmung der Sonnenentfernung 190
5. Sternparallaxen 193

Kapitel IV. Das Licht 205

1. Die Bewegung des Lichtes 205
2. Die Spektralanalyse 214
3. Die Photometrie 235
4. Die Photographie 251

Dritter Teil. Das Sonnensystem.

Kapitel I. Allgemeine Beschaffenheit des Sonnensystems 265

Kapitel II. Die Sonne 271

1. Licht und Wärme der Sonne 272
2. Die Photosphäre 276
3. Die Sonnenflecke 279
4. Periodizität der Flecke 289
5. Die Korona und die Protuberanzen 291
6. Das Spektrum der Sonne und ihrer Umgebung 302
7. Die Chromosphäre 311
8. Rotationsgesetz der Sonne 319
9. Ansichten verschiedener Forscher über die physische Beschaffenheit der Sonne 324

Kapitel III. Die Planeten 339

1. Merkur 339
2. Intramerkurielle Planeten 342
3. Venus 345
4. Die Erde 352
5. Der Mond 364
6. Mars und seine Satelliten 381
7. Die kleinen Planeten 388
8. Jupiter und seine Satelliten 398
9. Saturn, seine Ringe und seine Satelliten 409
10. Uranus und seine Satelliten 423
11. Neptun und sein Satellit 426

Seite

Kapitel IV. Kometen und Meteore 432
1. Aussehen und Formen der Kometen 432
2. Bewegung und Ursprung der Kometen 435
3. Statistik der Kometenerscheinungen 439
4. Physische Beschaffenheit der Kometen 443
5. Periodische und sonstige interessante Kometen 454
6. Meteore (Sternschnuppen, Feuerkugeln und Meteoriten) 475
7. Das Zodiakallicht 518

Vierter Teil. Stellarastronomie.

Einleitung 523

Kapitel I. Die Fixsterne 524
1. Anblick des Sternhimmels im allgemeinen. Sternverzeichnisse und Sternbilder 524
2. Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne 533
3. Physische Beschaffenheit der Sterne 544
4. Bewegungen der Sterne 577
5. Doppelsterne 607
6. Veränderliche Sterne 635
7. Neue Sterne 662
8. Die Milchstraße 678
9. Sternhaufen und Nebelflecke 686

Kapitel II. Der Bau des Universums 730
1. Ansichten der Forscher vor Herschel 731
2. Untersuchungen Herschels und seiner Nachfolger 734
3. Neuere Untersuchungen 741

Kapitel III. Kosmogonie 760
1. Die Ausstrahlung von Wärme 762
2. Die Quellen der Sonnenwärme 767
3. Die Nebularhypothese 778
4. Kosmogonie der Fixsterne 788
5. Die Vielheit der Welten 795

Anhang.

Biographische Skizzen 801
Griechen und Alexandriner 801
Araber 802
Von Kopernikus bis Kepler 803
Von Galilei bis Newton 807
Newton und seine Zeit 811
Das achtzehnte Jahrhundert 813
Das neunzehnte Jahrhundert 818

Elemente und Verzeichnisse 845
I. Elemente der großen Planeten 846
II. Elemente einiger kleiner Planeten 847

Seite
III. Wichtigste Elemente der Satelliten 848
IV. Elemente der periodischen Kometen 850
V. Elemente großer und merkwürdiger Kometen 850
VI. Verzeichnis von veränderlichen Sternen 852
VII. Verzeichnis von Doppelsternen 855
VIII. Verzeichnis von Sternhaufen 857
IX. Verzeichnis von Nebelflecken 858
Nachtrag 860
Namenregister 880
Sachregister 887

Erster Teil.

Geschichtliche Entwicklung des Weltsystems.

Einleitung.

Die Sternkunde ist die älteste der Naturwissenschaften; sie zeichnet sich vor den anderen durch eine langsame, stufenweise Entwicklung von den ältesten Zeiten bis zur Gegenwart aus. In keiner anderen Wissenschaft verdankt jede einzelne Generation ihren Vorgängern so viel, an Tatsachen sowohl als an grundlegenden Ideen, die den Fortschritt ermöglichten. Die vollständige Entwicklung der Vorstellung von einer runden und bewegten Erde, die mit den anderen Planeten ihren Lauf durch die Himmelsräume verfolgt, ist weder einem einzelnen Denker noch einem einzelnen Zeitalter zuzuschreiben. Sie ist vielmehr das Ergebnis eines allmählichen Erziehungsprozesses, dessen Gegenstand nicht ein Individuum, sondern das Menschengeschlecht war. Die großen Astronomen aller Zeiten haben auf Fundamenten gebaut, die von ihren Vorgängern gelegt waren. Die Theorie der allgemeinen Anziehung wurde von Newton auf die Gesetze Keplers, auf die Beobachtungen und Messungen seiner französischen Zeitgenossen und auf die Geometrie des Apollonius gegründet. Kepler benutzte als Material die Beobachtungen von Tycho Brahe und baute auf der Theorie des Kopernikus fort. Andererseits war die Entdeckung des wahren Weltsystems durch Kopernikus nur möglich durch ein sorgfältiges Studium der scheinbaren Planetenbewegungen, wie sie in den Epizykeln des Ptolemäus dargestellt werden, und je genauer man das große Werk des Kopernikus betrachtet, desto mehr ist man überrascht zu sehen, wie vollständig ihm Ptolemäus und Hipparch Ideen und Tatsachen lieferten. Hipparch endlich fußte auf den sich über viele Jahrhunderte erstreckenden Beobachtungen der Babylonier und Assyrer.

Jede der großen Kulturperioden der alten Welt scheint ihr eigenes System der Astronomie gehabt zu haben, welches durch den besonderen Charakter der einzelnen Völker genau bezeichnet wird. Verschiedene in den Annalen der Chinesen enthaltene Begebenheiten scheinen darauf hin-

zudeuten, daß die Bewegung der Sonne in diesem Lande schon zu einer frühen Zeit erforscht war. Nicht ganz klar ist ein Vorkommnis, von dem die Chronik Schu-King, die von Konfuzius (um 500 v. Chr.) herrühren soll, berichtet. Wir meinen das tragische Geschick von Hi und Ho, den Hofastronomen eines der chinesischen Kaiser (übrigens sind Hi und Ho wohl keine Eigennamen, sondern Titel). Sie hatten sich dem Trunke ergeben und hatten es versäumt, eine Sonnenfinsternis vorauszusagen. Als diese nun unerwartet eintrat, entstand großer Schrecken im ganzen Lande, und Hi und Ho wurden zur Strafe hingerichtet. Diese Erzählung soll sich auf die Finsternis im Jahre 2154 oder auf die im Jahre 2127 v. Chr. beziehen; aber der Text ist so unklar, daß man im Zweifel darüber sein kann, ob es sich hier wirklich um eine Sonnenfinsternis handelt. Diese Zweifel sind um so mehr am Platze, als die nächste Sonnenfinsternis, von der chinesische Annalen berichten, erst die vom Jahre 775 v. Chr. ist. Zudem ist es auch nicht sicher, ob jene ganze Erzählung überhaupt authentisch ist.

In der Astronomie der Inder sehen wir die Eigentümlichkeiten des kontemplativen Geistes dieses Volkes deutlich ausgeprägt. Ihre Einbildungskraft ergeht sich in Zeiträumen, die selbst die der modernen Astronomie geläufigen großen Zahlen in den Schatten stellen. In diesem System finden wir Hindeutungen auf eine Konjunktion aller Planeten im Jahre 3102 v. Chr. Aber schon Laplace hat nachgewiesen, daß diese Konjunktion nicht etwa beobachtet, sondern vielmehr durch Zurückrechnung mit ungenauen Daten erhalten worden ist. Heute darf als festgestellt gelten, daß die alten Inder über besonders bemerkenswerte astronomische Kenntnisse nicht verfügten, und daß (wahrscheinlich schon in den letzten vorchristlichen Jahrhunderten) eine starke Beeinflussung der indischen Astronomie von Westen her stattfand.

Während bei den Ägyptern, entgegen früheren Anschauungen, ebenfalls kein besonders tiefes astronomisches Wissen nachzuweisen ist, haben die Babylonier bereits in sehr frühen Zeiten den astronomischen Beobachtungen große Aufmerksamkeit gewidmet, anfangs freilich ausschließlich zu astrologischen Zwecken. Aus der bemerkenswerten Genauigkeit, die ihre uns noch erhaltenen Angaben über die Periodizität der Finsternisse und der scheinbaren Stellung der Planeten, über die Wiederkehr der Konstellationen im Mondlaufe u. a. m. besitzen, dürfen wir auf vielhundertjährige, regelmäßig fortgesetzte Beobachtungen der himmlischen Erscheinungen schließen. Astronomische Theorien jedoch, sowie Versuche einer Erklärung des Weltsystems und der himmlischen Erscheinungen haben sich bisher bei den Babyloniern nicht nachweisen lassen.

Bei einem Volke, das, wie die alten Griechen, geneigt war, über Ursprung und Natur der Dinge zu spekulieren, während es die Beobachtung der Naturerscheinungen vernachlässigte, können wir nicht erwarten, ein

System der Astronomie zu finden. Aber es gibt hier einige Vorstellungen, die so häufig erwähnt und so eng mit der Astronomie des folgenden Zeitalters verbunden sind, daß wir ihrer gedenken müssen. Diese Anschauungen gehen dahin, daß die Himmelskörper auf einer Reihe von Kristallsphären angebracht seien, in deren gemeinschaftlichem Mittelpunkte die Erde sich befinde. An der äußersten dieser Sphären seien die Tausende von Fixsternen befestigt, die das Firmament erfüllen, während Sonne, Mond und Planeten ihre eigenen Sphären besitzen. Die Durchsichtigkeit aller sei vollkommen, so daß die Körper der äußeren Sphären durch sämtliche inneren hindurch sichtbar seien. Alle diese Sphären bewegen sich um die Erde in eintägiger Umdrehung, auf diese Weise Aufgang und Untergang der Gestirne bedingend. Das Gleiten der Sphären aneinander verursache eine Art himmlischer Musik, eine „Musik der Sphären", die den Himmelsraum belebe, aber zu fein und erhaben für menschliche Ohren sei.

Es muß zugegeben werden, daß die Idee, die Fixsterne als an einer hohlen Kristallsphäre befestigt zu betrachten, sehr natürlich war. Sie schienen die Erde zu umkreisen, Tag für Tag, Generation nach Generation, ohne die geringste Änderung in ihren gegenseitigen Stellungen. Wenn zwischen ihnen keine feste Verbindung bestand, so schien es unmöglich, daß Tausende solcher Körper ihre weiten Bahnen so lange Zeit hindurch zurücklegen konnten, ohne daß auch nur einer unter ihnen seinen Abstand vom anderen änderte. Besonders schwer zu begreifen mußte es sein, wie sich alle um dieselbe Achse bewegen konnten. Befanden sie sich aber sämtlich an einer festen Sphäre und jeder an seinem festen Platze, so verschwand die Schwierigkeit. Nur die Planeten konnten, da sie ihren Ort unter den Sternen wechseln, nicht an dieselbe Sphäre versetzt werden.

Diese kugelförmige Gestaltung des Himmels verblieb in der Vorstellung der Menschen mit merkwürdiger Zähigkeit. Sowohl dem System von Ptolemäus wie dem von Kopernikus lag die Anschauung zugrunde, daß das Universum sphärisch gebildet sei, und der letztere suchte das Naturgemäße der sphärischen Form sogar durch die Analogie des Wassertropfens zu erweisen. Spuren derselben Vorstellung erscheinen sogar noch bei Kepler.

Der erste, der die trügerische Bahn der Spekulation verließ und auf dem Fundament der Anschauung und Erfahrung zu bauen suchte, war der Mathematiker Eudoxus; aber auch er konnte sich von dem oberflächlichen Eindrucke sinnlicher Wahrnehmung nicht frei machen und geriet so auf ein verwickeltes System rotierender Sphären, mit welchem er die auffallendsten Bewegungsvorgänge befriedigend darzustellen vermochte. Auch des größten Schülers von Plato, des Aristoteles, müssen wir hier gedenken, weil die Gewalt seines universellen Geistes alle Anschauungen über die organische wie unorganische Welt Jahrhunderte hindurch wesentlich beeinflußt hat. Mehr noch als Eudoxus, dessen Hypothesen er übrigens begeistert vertrat, betonte

Aristoteles den Wert der Beobachtung und Erfahrung gegenüber der Spekulation. Aber, soviel er im einzelnen geleistet hat, eine Erklärung der Naturerscheinungen gelang seiner Philosophie doch nicht, und speziell in der Astronomie kam er mit Eudoxus nicht über das alte System der Himmelssphären hinaus; die — kugelförmig gedachte — Erde ruhte auch nach ihm im Mittelpunkte der Welt, und die wenigen von ihm angestellten Beobachtungen reichten nicht hin, genauere Vorstellungen über die Bewegungen der Himmelskörper zu gewinnen.

Die Ehre, der Vater der wissenschaftlichen Astronomie zu sein, können wir erst dem Hipparch zuerkennen. Nicht allein scheinen seine Beobachtungen weit genauer gewesen zu sein, als die von irgendeinem seiner Vorgänger, sondern er bestimmte auch zuerst die Gesetze der scheinbaren Planetenbewegung und legte Tafeln an, aus denen die Bewegungen berechnet werden konnten. Er baute auch die wohl zuerst von Apollonius von Perge (um 230 v. Chr.) aufgestellte Theorie der epizyklischen Bewegungen der Planeten weiter aus, die gewöhnlich nach seinem 300 Jahre jüngeren Nachfolger Ptolemäus benannt wird.

Beginnen wir demnach mit der Zeit des Hipparch, so bietet die allgemeine Ansicht von dem Bau des Universums oder vom „Weltsystem", wie es gewöhnlich heißt, drei große Entwicklungsepochen dar, deren jede durch ein in seinen fundamentalen Prinzipien von den beiden anderer vollständig verschiedenes System gekennzeichnet wird. Diese sind:

1. Das sogenannte Ptolemäische System, welches in Wirklichkeit dem Hipparch oder einem noch älteren Astronomen zugehört. In diesem System hat die Erde keine Bewegung, und die scheinbaren Bewegungen der Sterne und Planeten um sie werden alle als reell betrachtet.

2. Das Kopernikanische System, in welchem gezeigt wird, daß die Sonne der wirkliche Mittelpunkt der planetarischen Bewegungen ist und die Erde ein um seine Achse rotierender und um die Sonne kreisender Planet.

3. Das Newtonsche System, in welchem alle Bewegungen der Himmelskörper durch das eine Gesetz der allgemeinen Anziehung erklärt werden.

Dieser natürliche Entwicklungsgang zeigt, in welcher Reihenfolge die Erkenntnis des Baues und der Gesetze des Universums am besten dem Verständnis dargeboten werden kann. Wir wollen daher die gleiche Reihenfolge innehalten und einer jeden der drei genannten Entwicklungsstufen ein besonderes Kapitel widmen. Wir beginnen mit dem, was allgemein bekannt ist oder wenigstens von jedem leicht erkannt wird, der den Himmel mit hinreichender Sorgfalt betrachtet. Wir wollen uns einen Beobachter in sternheller Nacht im Freien denken und ihm zeigen, wie die Himmelskörper von Stunde zu Stunde sich zu bewegen scheinen. Dann wollen wir ihn lehren, welche Veränderungen er in ihrer Stellung wahrnehmen wird, wenn er seine Beobachtung durch Monate und Jahre fortsetzt. Durch Verbindung der so

erkannten scheinbaren Bewegungen wird sich der Beobachter allmählich das Ptolemäische Weltsystem bilden. Hat er dieses System klar vor Augen, so ist zu dem des Kopernikus nur ein Schritt, der allein in dem Nachweise besteht, daß gewisse eigentümliche Bewegungen, welche Sonne und Planeten gemeinschaftlich zu besitzen scheinen, in Wirklichkeit von der Umdrehung der Erde um die Sonne herrühren, und daß die scheinbare tägliche Umdrehung der Himmelskugel eine Folge der Rotation der Erde um ihre eigene Achse ist. Die Gesetze der wahren Bewegungen der Planeten, durch Kepler vollständig klargelegt, werden endlich von Newton zusammengefaßt und begründet in dem einen Gesetze der Gravitation gegen die Sonne. Dies ist der Gang der Vorstellungen, zu welchem wir zunächst den Leser einladen.

KAPITEL I.

Die alte Astronomie oder die scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper.

1. Die Himmelskugel.

Es ist eine uns von Jugend auf vertraute Tatsache, daß alle Himmelskörper — Sonne, Mond und Sterne — sich an einem Gewölbe zu befinden scheinen, welches, hoch über unser Haupt sich erhebend, nach allen Seiten zum Horizont hinabsteigt. Hier verhindert die Erde, auf der es zu ruhen scheint, es weiter zu überblicken. Aber wir könnten, wenn die Erde vollkommen durchsichtig wäre, das Gewölbe abwärts nach jeder Richtung bis zu unserem Fußpunkte verfolgen und Sonne, Mond und Sterne in jeder Richtung sehen. Das Himmelsgewölbe über uns würde dann also mit dem entsprechenden unter uns eine vollständige Kugel bilden, in deren Zentrum der Beobachter gestellt zu sein schiene. Dies ist seit alter Zeit bekannt gewesen. Die scheinbaren Örter der Himmelskörper sowie ihre scheinbaren Bewegungen sind stets durch ihre Lage und Bewegungen an der Sphäre bestimmt worden. Die Tatsache, daß letztere nur in der Vorstellung existiert, verringert ihren Wert nicht, da sie uns bestimmte Begriffe von den Richtungen nach den Himmelskörpern zu bilden ermöglicht.

Es kommt nicht darauf an, wie groß wir diese Sphäre annehmen, solange wir nur voraussetzen, der Beobachter sei in ihrem Mittelpunkte, so daß sie von ihm nach allen Seiten gleichweit entfernt ist. In der Sprache und im Sinne exakter Astronomie wird sie indessen immer als unendlich angenommen, da dann der Beobachter, wenn er sich nach einem anderen

Punkte, und sei es selbst nach einem der Himmelskörper, versetzt denkt, doch immer noch als im Mittelpunkte befindlich angesehen werden kann. In diesem Falle werden die Himmelskörper aber nicht auf der unendlichen Sphäre selbst, sondern nur auf der Gesichtslinie vom Beobachter nach einem Punkte der Sphäre angenommen. Diese Beziehungen werden leicht verstanden, wenn der Beobachter sich selbst als leuchtend und Strahlen nach jeder Richtung auf die unendlich entfernte Himmelskugel werfend denkt. Dann werden die scheinbaren Positionen der verschiedenen Himmelskörper an der Sphäre die sein, wo ihre Schatten dieselbe treffen (Fig. 1).

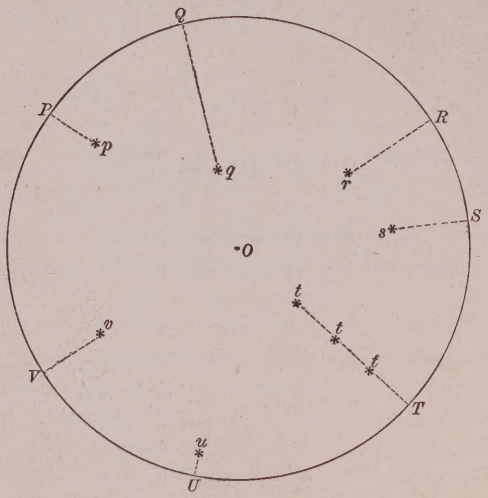


Fig. 1.

Zugleich ist klar, daß alle Körper, die, vom Beobachter O aus gesehen, auf derselben geraden Linie liegen, an demselben Punkte der Sphäre erscheinen werden, z. B. die drei Punkte t so, als wenn sie in T wären. Blickt der Beobachter z. B. nach dem Monde, so wird dessen Schatten die Sphäre an einem Punkte treffen, der auf einer geraden Linie liegt, die vom Auge des Beobachters durch das Mondzentrum bis zur Himmelskugel gezogen ist. Versetzt er sich nun in Gedanken nach dem Monde und blickt zurück nach der Erde, so wird er diese auf einen Punkt der Sphäre projiziert sehen, der dem direkt entgegengesetzt ist, in welchem er vorher den Mond sah. Auf welchen Planeten auch immer er sich versetzt denkt, er würde stets die Erde und die anderen Planeten auf diese gedachte Kugel ebenso projiziert sehen, wie wir die Himmelskörper auf sie projiziert wahrnehmen.

Dies ist alles, was die moderne Astronomie von den Kristallsphären der

Griechen übrig gelassen hat. Aus einem festen, alle Sterne haltenden Körper ist die Sphäre zu einem durchaus immateriellen Begriff, einer bloßen Vorstellung des Verstandes geworden, welche nur die Richtungen, in denen die Gestirne gesehen werden, zu definieren hat.

2. Die tägliche Bewegung der Gestirne.

Wenn wir die Gestirne einige Stunden betrachten, so finden wir sie in fortdauernder Bewegung: die im Osten steigen auf, die im Süden bewegen sich nach Westen, und die im Westen sinken hinab zum Horizont. Wir

Fig. 2. Zirkumpolarsterne in der Breite von 40°.

wissen, daß diese Bewegung nur eine scheinbare ist und von der Rotation der Erde um ihre Achse herrührt; aber da wir vorläufig nur die Dinge, wie sie erscheinen, beschreiben wollen, so können wir von der Bewegung als einer reellen reden. Die Beobachtung weniger Tage zeigt ferner, daß die ganze Himmelskugel sich jeden Tag um eine Achse zu drehen scheint. Dieser Umdrehung, welche die Sonne in ewigem Wechsel über und unter den Horizont führt, verdanken wir den Wechsel von Tag und Nacht. Natur und Wirkung dieser Bewegung kann am besten aus der Verfolgung der scheinbaren nächtlichen Bewegung der Sterne erkannt werden. Wir lernen aus solcher Beobachtung bald, daß es einen Punkt am Himmel gibt, der in beständiger Ruhe

ist. Auf der nördlichen Halbkugel liegt dieser Punkt im Norden, zwischen Scheitelpunkt (*Zenit*) und Horizont, und heißt der *Nordpol*. Rund um diesen Pol scheinen alle Gestirne sich wie um ein festes Zentrum zu drehen, jedes in einem Kreise, dessen Größe von der Entfernung des Himmelskörpers vom Pole abhängt. Es gibt zwar keinen genau am Pole gelegenen Stern, aber einen, der nur wenig mehr als einen Grad oder zwei Monddurchmesser von ihm absteht und einen so kleinen Kreis beschreibt, daß das unbewaffnete Auge, ohne genau zu beobachten, eine Stellungsänderung an ihm nicht wahrnehmen kann. Dieser Stern heißt daher der *Polarstern*. Er kann leicht gefunden werden, wenn man sich die beiden hinteren Sterne des allbekannten großen Himmelswagens durch eine Linie verbunden denkt und diese etwa um das Fünffache nach Norden verlängert (s. Fig. 2).

Wir wollen nun, um die Wirkung der täglichen Bewegung nahe dem Pole kennen zu lernen, einen Stern im Norden zwischen Pol und Horizont verfolgen. Wir sehen bald, daß ein solcher, statt sich von Osten nach Westen zu bewegen, in der Tat gegen Osten fortrückt. Nachdem er die Nord-Südlinie (den *Meridian*) passiert hat, beginnt er in gekrümmter Bahn aufwärts zu steigen, bis im Nordosten seine Bewegung vertikal ist. Darauf wendet er sich allmählich gegen Westen, passiert die Nord-Südlinie jetzt ebenso weit über, wie vorher unter dem Pole, und auf der Westseite in stetiger Krümmung hinabsinkend, befindet er sich nach 24 Stunden wieder unter dem Pole. Der Durchgang durch den Meridian über dem Pole heißt die obere, der unter dem Pole die untere *Kulmination*. In Fig. 2 ist der Lauf rund um den Pol durch die Pfeile angedeutet. Mit bloßem Auge können wir nicht den ganzen Weg eines einzelnen Sternes verfolgen, weil der Tag dazwischen tritt; würden wir indessen die Beobachtung jede klare Nacht während eines Jahres fortsetzen, so würden wir ihn in jedem Punkte seiner Bahn wahrnehmen. Ein Stern, der den soeben beschriebenen Weg verfolgt, geht nie unter und kann in jeder klaren Nacht gesehen werden. Denken wir uns einen Kreis rings um den Pol gezogen, der gerade den Horizont berührt (Fig. 2), so werden sich alle Sterne innerhalb dieses Kreises in dieser Weise bewegen; er heißt deshalb der Kreis der beständigen Sichtbarkeit, und die von ihm umschlossenen, niemals untergehenden Sterne werden *Zirkumpolarsterne* genannt. Außerhalb dieses Kreises muß jeder Stern, je nach seiner Entfernung vom Pole, für eine längere oder kürzere Zeit unter den Horizont sinken. Steht er nur wenige Grade außerhalb, so wird er zwischen Westen und Norden untergehen und nach einigen Stunden zwischen Norden und Osten wieder emporsteigen.

Entfernen wir uns noch weiter von dem Kreise beständiger Sichtbarkeit, so finden wir, daß die Sterne in ihrer oberen Kulmination nicht unerheblich südlich vom Zenit den Meridian passieren oder kulminieren, daß sie rascher untergehen und länger unter dem Horizont bleiben. In Fig. 3 gilt dies für die Sterne, die wie s' zwischen dem Himmelsäquator AQ und dem kleineren

Kreise MN (der dem Kreise der Fig 2 entspricht) liegen. Kommen wir an den *Äquator* selbst, der vom Pole P ein Viertel des Kreisumfanges oder 90° absteht[1]), und der die Projektion des Erdäquators an den Himmel ist, so wird die Hälfte des Weges über, die Hälfte unter dem Horizont SN liegen. Südlich vom Äquator werden die von den Sternen beschriebenen Kreise wieder kleiner, und jetzt liegt mehr als die Hälfte ihres scheinbaren täglichen Weges unter dem Horizont. Nahe dem Südpunkte S zeigen sie sich nur kurze Zeit über dem Horizont, und unterhalb desselben ist endlich ein Raum ($SP'R$) in welchem sie für uns niemals aufgehen. Der unterhalb des Horizonts gelegene und ihn im Südpunkte berührende Kreis SR heißt entsprechend

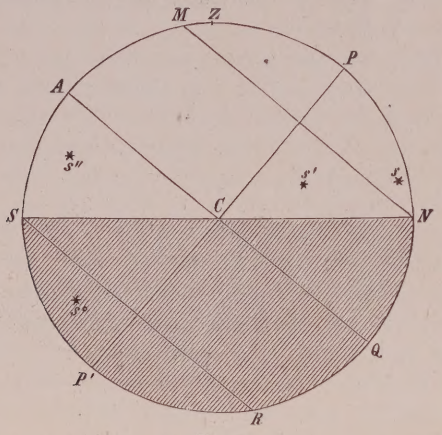


Fig 3.

dem früheren der Kreis beständiger Unsichtbarkeit; er ist von gleicher Größe wie der andere, und der Südpol (P') liegt in seinem Zentrum, ebenso wie der Nordpol (P) im Zentrum des Kreises beständiger Sichtbarkeit. Im Raume MPN liegen also die Zirkumpolarsterne, wie s (Fig. 3), in $SAMNQR$ die auf- und untergehenden, wie s' und s'', in $SP'R$ die nicht aufgehenden, also stets unsichtbaren Gestirne (s^0). Die unter dem Horizont liegende Halbkugel ist schattiert. Die Kreise, mit Ausnahme des durch Nord- und Südpunkt, Pol und Zenit gehenden Meridians, erscheinen in der Figur als gerade Linien.

Reisen wir auf der Erde nach Süden, so finden wir, daß der Nordpol allmählich zum Horizont hinabsinkt, während neue Gestirne über den südlichen Horizont emporsteigen; infolgedessen werden die Kreise beständiger Sichtbarkeit und Unsichtbarkeit immer kleiner. Am Äquator hat sich der

[1]) Der Kreisumfang wird bekanntlich in 360 Grade (°) geteilt, jeder Grad in 60 (Bogen-) Minuten (′), jede Minute in 60 (Bogen-)Sekunden (″).

Südpol bis zum südlichen Horizont erhoben, der Nordpol ist bis zum nördlichen hinabgesunken; der Himmelsäquator geht von Osten nach Westen durch den Zenit, und alle Gestirne beschreiben während ihrer täglichen Umdrehung Kreise, deren eine Hälfte über, deren andere unter dem Horizont liegt. Diese Kreise stehen alle senkrecht zum Horizont. Südlich vom Erdäquator ist nur der Südpol sichtbar, und der Nordpol, den wir in nördlichen Breiten sehen, bleibt unter dem Horizont.

Könnten wir nach Norden bis an den Pol der Erde gelangen, so stiege der Nordpol immer höher, der Kreis der beständigen Sichtbarkeit würde immer größer werden, und endlich am Pole selbst wäre der Pol in unserem Zenit, der Äquator im Horizont, und alle sichtbaren Gestirne würden dem Horizont parallele Kreise beschreiben.

Aus diesen Tatsachen geht hervor, daß die geographische Breite eines Ortes gleich der Höhe des Pols über dem Horizont (oder, was dasselbe ist, gleich der Entfernung des Zenits vom Äquator) ist; ebenso zeigt die Betrachtung der Fig. 3, daß alle Sterne, deren Abstand vom Pole kleiner ist als die Polhöhe (PCN) oder die geographische Breite eines Ortes, Zirkumpolarsterne sind.

Nach dem vorangehenden können wir die Gesetze der täglichen Bewegung so zusammenfassen:

1. Die Himmelskugel mit Sonne, Mond und Sternen scheint sich im Laufe eines Tages um eine geneigte, durch den jedesmaligen Beobachtungsort gehende Achse zu drehen.

2. Das obere Ende dieser Achse weist in unserer Hemisphäre nach dem Nordpole; das andere geht durch die Erde auf den Südpol zu, der dem Nordpole diametral entgegengesetzt ist und daher unter dem Horizont liegt.

3. Alle Fixsterne bewegen sich während dieser Umdrehung zusammen und in gleichbleibender gegenseitiger Entfernung so, als ob sie sich auf einer festen Sphäre befänden.

4. Nördlich von dem Himmelsäquator, dem Kreise also, den man sich in gleichem Abstande von Nord- und Südpol rings um den Himmel gezogen denken kann, vollführen in unseren Gegenden alle Gestirne mehr als die Hälfte ihrer Umdrehung über dem Horizont, südlich von ihm dagegen weniger als die Hälfte.

3. Bewegung der Sonne unter den Sternen.

Die augenfälligste Einteilung der mit bloßem Auge sichtbaren Himmelskörper ist die in Sonne, Mond und Sterne. Unter den letzteren gibt es fünf, die ihre gegenseitige Stellung beständig ändern, während die große Mehrzahl Jahr für Jahr und Jahrhundert für Jahrhundert dieselben relativen Stellungen an der Himmelskugel beizubehalten scheint. Diese fünf bilden die

den Alten bekannten *Planeten*[1]) oder Wandelsterne, ihre Namen sind: Merkur, Venus, Mars, Jupiter und Saturn; zu ihnen treten als bewegte Gestirne noch Sonne und Mond sowie gelegentlich die hellen Kometen hinzu. Die übrigen dem bloßen Auge für gewöhnlich sichtbaren Gestirne heißen *Fixsterne*, weil sie, abgesehen von der oben beschriebenen gemeinschaftlichen täglichen, scheinbar keine Bewegung zeigen. Merken wir uns dagegen die Stellungen von Sonne, Mond und Planeten unter den Sternen für eine Reihe aufeinander folgender Tage, so werden wir gewisse langsame Veränderungen gewahr, die wir im folgenden, mit der Sonne beginnend, beschreiben wollen. Der Leser muß sich dabei erinnern, daß wir jetzt nicht mehr die scheinbare tägliche Bewegung, sondern gewisse, weit langsamere Bewegungen einiger Himmelskörper relativ zu den Fixsternen aufsuchen, wie sie wahrgenommen würden, auch wenn das Himmelsgewölbe nicht als Ganzes um eine Achse rotierte.

Beobachten wir, Nacht für Nacht, die genaue Stunde und Minute, zu welcher irgendein Fixstern infolge seiner täglichen Bewegung einen festen Punkt passiert, z. B. also an einem Turme verschwindet oder erscheint, so finden wir bald, daß dies jeden Abend etwa 4 Minuten früher geschieht als den Abend zuvor. Die Fixsternsphäre macht eine Umdrehung also nicht in genau 24 Stunden, sondern in 23 Stunden 56 Minuten. Notieren wir demnach die Stellung des Sternes gegen die Nord-Südlinie oder den Meridian täglich genau zu derselben Zeit, so werden wir ihn immer weiter gegen Westen finden. Als Beispiel wollen wir den hellsten Stern im Sternbilde des Löwen, Regulus, nehmen. Beobachten wir diesen um den 22. März, so passiert er den Meridian, er kulminiert, um 10 Uhr abends. Um den 22. April dagegen ist er um 10 Uhr schon 2 Stunden westlich vom Meridian, er passiert ihn um 8 Uhr. Um den 22. Mai kulminiert er um 6 Uhr, also vor Sonnenuntergang, und kann daher im Meridian überhaupt nicht mehr mit freiem Auge gesehen werden. Ende Juni geht er nachmittags bei hellem Sonnenschein durch den Meridian und wird erst in der Dämmerung sichtbar, wenn er schon weit aus dem Meridian nach Westen gerückt ist; Ende Juli geht er in der Dämmerung unter und verschwindet nun bald ganz in den Strahlen der Sonne. Dies zeigt uns, daß die Sonne sich dem Sterne stetig von Westen genähert hat, bis sie im August ihm so nahe gekommen ist, daß er unsichtbar wird.

Führen wir unsere einfache Rechnung fort, so finden wir, daß Regulus am 22. August den Meridian um Mittag, also nahe zur selben Zeit wie die Sonne, passiert. Im September hat ihn die Sonne überholt, er kulminiert um 10 Uhr vormittags; man kann ihn demnach in der Morgendämmerung vor der Sonne aufgehen sehen. Die Sonne entfernt sich nun immer weiter nach

[1]) πλανήτης, umherirrend; ἄστρα πλανητά, umherschweifende Gestirne.

Osten, der Stern geht immer früher auf, bis er im Februar bei Sonnenuntergang auf-, bei Sonnenaufgang untergeht. Im März endlich passiert er den Meridian abermals um 10 Uhr abends; nach einem Jahre haben also Sonne und Stern, in stetiger Veränderung, ihre anfängliche gegenseitige Stellung wieder erlangt. Aber der Stern ist 366 mal auf- und untergegangen, die Sonne dagegen nur 365 mal; letztere hat also durch die beschriebene langsame Bewegung nach Osten eine volle Umdrehung verloren.

Wären die Sterne am Tage sichtbar, so könnte die scheinbare Bewegung der Sonne unter ihnen im Laufe eines einzigen Tages wahrgenommen werden. Könnten wir z. B. den Regulus am Morgen des 22. August 1921 beobachten, so würden wir die Sonne etwas südlich und westlich von ihm (in Stellung 1 der Fig. 4) finden; am Nachmittage würde sie dagegen ungefähr südlich vom Sterne stehen (Stellung 2). Am nächsten Morgen würde die Stellung 3 stattfinden, und der Stern stände jetzt schon etwas westlich, ginge also früher auf als die Sonne. Beim Sonnenuntergang dieses Tages würde die gegenseitige Stellung wie in 4 sein und so fort.

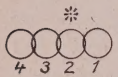


Fig. 4.

Die Bahn, welche die Sonne im Laufe eines Jahres unter den Sternen beschreibt, heißt die *Ekliptik*. Ebenso wie die Pole des Äquators sind auch die Pole der Ekliptik zwei am Himmel diametral gegenüber liegende Punkte, jeder in dem Mittelpunkt einer der zwei Hemisphären, in welche die Ekliptik die Himmelskugel teilt.

Die Bestimmung der Sonnenbewegung längs der Ekliptik darf als Anfang der wissenschaftlichen Astronomie betrachtet werden. Sehr früh schon teilte man die Ekliptik und den schmalen zu beiden Seiten sich hinziehenden Gürtel (den *Tierkreis* oder *Zodiakus*) in 12 Teile, die als die Zeichen des Tierkreises bekannt sind. Schon eine oberflächliche Beobachtung mußte zeigen, daß der Wechsel der Jahreszeiten mit den Änderungen in der Mittagshöhe der Sonne und in der Länge des Tages zusammenhängt; aber erst durch genauere Erforschung der Lage der Ekliptik und der Bewegung der Sonne in ihr konnte erkannt werden, wodurch diese Änderungen im täglichen Laufe der Sonne hervorgebracht werden. Sie erweisen sich als eine Folge der Tatsache, daß Ekliptik und Äquator nicht zusammenfallen, sondern gegeneinander unter einem Winkel von 23° bis 24° geneigt sind. Die Neigung dieser beiden größten Kreise[1]) gegeneinander heißt die *Schiefe der Ekliptik*. Wie alle größten Kreise schneiden sich auch Ekliptik und Äquator in zwei diametral gegenüberstehenden Punkten. Steht die Sonne in einem derselben, so geht sie genau im Osten auf und im Westen unter; die eine Hälfte ihres täglichen Laufes liegt über, die andere unter dem Horizont. Tag und Nacht sind daher gleich, und aus diesem Grunde heißen die beiden genannten Punkte die Nachtgleichenpunkte oder *Äquinoktien*.

[1]) Größte Kreise am Himmel sind diejenigen, in deren Mittelpunkt sich der Beobachter (die Erde) befindet.

Etwa am 21. März ist die Sonne im Frühlingsnachtgleichenpunkte oder kurz Frühlingspunkte. Die nächsten 3 Monate steigt sie über den Äquator empor und steht am 22. Juni etwa $23\frac{1}{2}^0$ nördlich von ihm. Dieser Punkt der Ekliptik heißt der Sommersonnenwendepunkt oder das *Sommersolstitium*, weil die Sonne hier, in bezug auf den Äquator, zum Stillstand zu kommen scheint und sich ihm wieder zuzuwenden beginnt. Nahe diesem Solstitium, also im Sommer, geht die Sonne nördlich vom Ostpunkt auf, kulminiert (in unseren Breiten) in beträchtlicher Höhe und geht nördlich vom Westpunkt unter. Zugleich liegt, da sie nördlich vom Himmelsäquator steht, mehr als die Hälfte ihres täglichen Laufes über dem Horizont, die Tage sind also länger als die Nächte, und lange Tagesdauer wie große Sonnenhöhe im Meridian bewirken die Hitze unseres Sommers.

Während der nächsten 3 Monate, von Ende Juni bis September, sinkt die Sonne allmählich zum Äquator hinab und erreicht ihn, etwa am 23. September, im Herbstnachtgleichenpunkt; hier sind abermals Tag und Nacht von gleicher Länge. Die nun folgenden 6 Monate steht die Sonne südlich vom Äquator; bis zum 22. Dezember entfernt sie sich immer weiter nach Süden von ihm und erreicht etwa an diesem Tage, im *Wintersolstitium*, ihre größte südliche Abweichung oder Deklination mit wiederum $23\frac{1}{2}^0$ [1]). In dieser Zeit liegt mehr als die Hälfte der Tagesbahn unter dem Horizont, die Nächte sind also länger als die Tage, und kurze Tage wie niedrige Sonnenhöhe, auch am Mittage, bedingen die Winterkälte. Für die südliche Hemisphäre kehren sich alle diese Verhältnisse um; sie hat bei niedrigem Sonnenstande Winter, während wir gleichzeitig bei hohem Sonnenstande Sommer haben, und Sommer, während auf der nördlichen Hemisphäre Winter ist.

Über die Entstehung der ältesten Einteilung des Tierkreises oder Zodiakus in Bilder und Zeichen besitzen wir keine verbürgte geschichtliche Nachricht; doch darf als feststehend angesehen werden, daß sie babylonischen Ursprungs ist.

Die Sternbilder des Zodiakus nehmen, wie man auf den Sternkarten sieht, ganz ungleiche Räume am Himmel ein. Im Anfange waren sie einfach 12 „Häuser" für die Sonne, die sie im Laufe des Jahres durchlief. Hipparch fand dieses Einteilungssystem für genauere astronomische Zwecke gänzlich ungenügend und teilte daher Ekliptik und Zodiakus in 12 gleiche Teile, jeden zu 30^0, die *Zodiakalzeichen* genannt wurden. Er gab ihnen die Namen der Konstellationen, die ihnen am nächsten entsprachen. Mit dem Frühlingsäquinoktium beginnend, wurde der erste Bogen von 30^0 das Zeichen

[1]) Der Winkelabstand der Sonne vom Frühlingsäquinoktium, auf dem Äquator gemessen, heißt ihre Rektaszension; der Abstand vom Äquator selbst, senkrecht nach den Polen zu gezählt, die nördliche oder südliche Deklination; der Abstand vom Frühlingspunkte, in der Ekliptik gerechnet, ihre Länge. Der Abstand von der Ekliptik oder die Breite ist bei der Sonne stets sehr nahe Null (mehr s. II. Teil, Kap. II).

des Widders (Aries) genannt, der zweite das des Stiers (Taurus) und so fort. Der Gebrauch, auf die Ekliptik bezogene Sternpositionen nach „Zeichen" zu rechnen, hat bis in das vorletzte Jahrhundert gedauert, ist aber nunmehr als unbequem ganz abgekommen. Die Ekliptik wird jetzt, wie jeder andere Kreis, in 360 Grade geteilt, die vom Frühlingspunkt aus in der Richtung der Sonnenbewegung fortlaufend von 0° bis 360° gezählt werden.

4. Präzession der Äquinoktien; das Sonnenjahr.

Durch Vergleichung seiner eigenen Beobachtungen mit denen seiner Vorgänger fand Hipparch, daß die Abstände der Sterne von dem Frühlingspunkt östlich von demselben stets größer, die der Sterne westlich von ihm immer kleiner wurden, daß also der Frühlingspunkt und natürlich ebenso der Herbstnachtgleichenpunkt langsam, und zwar mindestens 1° im Jahrhundert nach Westen fortrückte. Seine Nachfolger bestimmten diese *Präzession der Äquinoktien* genauer: sie beträgt 50″3 in einem Jahr oder nahe 1° in 70 Jahren. Sorgfältigere Beobachtung zeigte später, daß diese Veränderung die Folge einer langsamen Bewegung des Äquators ist, die wiederum aus einer Änderung in der Richtung der Erdachse bzw. Himmelsachse entsteht. Die Ekliptik ändert ihre Lage unter den Sternen so wenig, daß diese Änderung erst aus den verfeinerten Beobachtungen der Neuzeit geschlossen werden konnte. In Wirklichkeit besteht also die Präzession in einer sehr langsamen kreisenden Bewegung des Pols des Äquators um den Pol der Ekliptik, und zwar beträgt die Zeit eines vollen Umlaufes etwa 26000 Jahre. Vollständig genau ist diese Zeit nie berechnet worden, und sie würde auch, wegen mancher kleiner Veränderungen, denen die Bewegung unterworfen ist, nicht immer dieselbe sein; doch weicht sie nicht bedeutend von der genannten Zahl ab. Die eben erwähnte, höchst langsame Bewegung der Ekliptik selbst und daher auch ihres Pols kompliziert die Bewegung des Pols des Äquators um den ersteren einigermaßen; im allgemeinen ist aber die von ihm beschriebene Kurve sehr nahe ein Kreis von 47° im Durchmesser. Zur Zeit des Hipparch stand unser jetziger Polarstern 12° vom Nordpol entfernt. Seitdem hat sich der Pol dem Sterne beständig genähert und wird den geringsten Abstand, von weniger als einem halben Grad, um das Jahr 2100 erreichen und sich von da an allmählich wieder entfernen. Nach 12000 Jahren wird er nahe der Leier stehen, und der hellste Stern dieses Sternbildes, die Wega, wird alsdann auf den Namen des Polarsterns Anspruch erheben dürfen. Der Äquator zeigt natürlich eine der Polbewegung entsprechende Bewegung, da er ja gegen die Polarachse eine konstante Neigung (90°) besitzt; ebenso werden sich auch seine Durchschnittspunkte mit der Ekliptik, die Nachtgleichenpunkte, stetig ändern.

Es muß immer festgehalten werden, daß die verschiedenen in diesem

Kapitel besprochenen Bewegungen an der Himmelskugel nur scheinbar sind und, wie wir in dem Kapitel über das Kopernikanische System sehen werden, aus der Bewegung der Erde selbst entspringen. Die tägliche Umdrehung der Himmelskugel ist eine Folge der Umdrehung der Erde um ihre Achse und die Präzession eine Wirkung der Richtungsänderung dieser Achse. Die Ursache der Präzession werden wir später kennen lernen.

Eine wichtige Folge der Präzession ist, daß ein Jahresumlauf der Sonne unter den Sternen nicht genau der Wiederkehr der Jahreszeiten entspricht. Die letztere hängt von der Stellung der Sonne zum Frühlingspunkte ab, da der Zeitpunkt, zu welchem sie den Äquator nach Norden zu kreuzt, stets (in unserer Hemisphäre) den Frühlingsanfang bezeichnet, gleichgültig, wo die Sonne sich dabei unter den Sternen befindet. Wenn sie nun, vom Frühlingsäquinoktium aus, nach Umkreisung des Himmels zum Frühlingspunkte zurückkehrt, so erreicht sie ihn, infolge der Bewegung des Äquators oder des Fortrückens des Äquinoktiums gegen Westen, jetzt ungefähr 20 Minuten eher, als sie bei demselben Sterne wieder eintrifft. In einem Jahre ist der Unterschied klein; er häuft sich aber im Laufe der Jahrhunderte bedeutend an und beträgt z. B. in einem Jahrtausend schon beinahe 14 Tage. Wir müssen demnach zwischen dem *siderischen* und dem *tropischen Jahre* unterscheiden; ersteres ist die Zeit eines Umlaufes der Sonne unter den Sternen, letzteres die Zeit eines Umlaufes in Beziehung zum Äquinoktium, weshalb es auch das Äquinoktialjahr heißt. Die Länge dieser beiden Jahre ist:

$$\text{Siderisches Jahr} = 365^{d}25636 = 365^{d}\ 6^{h}\ 9^{m}\ 9^{s}{}^{1})$$
$$\text{Tropisches Jahr} = 365.24220 = 365\ \ 5\ \ 48\ \ 46.$$

Da die Rückkehr der Jahreszeiten vom tropischen Jahre abhängt, so liegt dieses dem Kalender und den Einrichtungen des bürgerlichen Lebens überhaupt zugrunde. Seine wahre Länge ist $11^{m}\ 14^{s}$ geringer als $365^{1}/_{4}$ Tage. Einige Folgen dieses Unterschiedes werden bei der Erklärung des Kalenders besprochen werden.

5. Die Bewegung des Mondes.

Jedermann weiß, daß der Mond in etwa einem Monate die Himmelskugel umläuft, und daß er während dieses Umlaufes eine Reihe verschiedener, von seiner Stellung zur Sonne abhängiger *Phasen* darbietet, deren vier hauptsächlichste als Neumond, erstes Viertel, Vollmond und letztes Viertel bekannt sind. Bei Neumond steht der Mond mit der Sonne in *Konjunktion*, d. h. beide Gestirne haben gleiche Länge, bei Vollmond sind sie

---

[1]) Man bezeichnet Tage, Stunden, (Zeit-) Minuten und (Zeit-) Sekunden kurz durch ^{d}, ^{h}, ^{m}, ^{s} (^{d} = dies = Tag, ^{h} = hora = Stunde); Grade, (Bogen-)Minuten und (Bogen-) Sekunden durch ^{0}, $'$, $''$.

um 180° in Länge verschieden, oder sie befinden sich in *Opposition*; beim ersten und letzten Viertel sind die Längen beider Gestirne um 90° verschieden. Eine genauere Betrachtung dieser Phasen während einer einzelnen Lunation macht es klar, daß der Mond ein dunkler, kugelförmiger Körper ist, der sein Licht von der Sonne empfängt; diese Tatsache ist schon im Altertume von sorgfältigen Beobachtern erkannt worden.

Wie die Sonne den Himmel in einem Jahre, so durchläuft der Mond ihn in etwas mehr als 27 Tagen. Seine Bewegung unter den Sternen kann man deshalb leicht wahrnehmen. Wird die Stellung des Mondes zu einem helleren Sterne, etwa um die Zeit des ersten Viertels, von Stunde zu Stunde notiert, so wird man bald finden, daß er im Laufe einer Stunde nahe um den Betrag seines Durchmessers nach Osten vorrückt. In der nächsten Nacht wird er schon 12° bis 14° östlicher stehen als in der ersten, etwa dreiviertel Stunde später aufgehen und um ebensoviel später den Meridian passieren und untergehen. Nach $27^d\ 8^h$ wird er unter den Sternen wieder da stehen, wo er zuerst gesehen wurde.

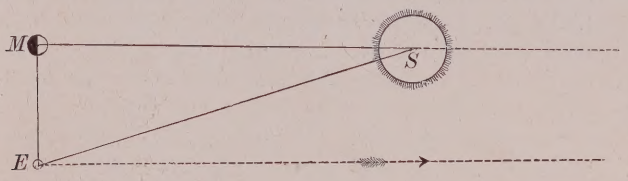


Fig. 5.

Gehen wir nun von der Stellung des Mondes zur Zeit des Neumondes aus, so wird er nach Ablauf von $27^1/_3$ Tagen zwar zu denselben Sternen, aber noch nicht zur Sonne zurückgekehrt, demnach noch nicht wieder Neumond geworden sein. Dies rührt daher, daß die Sonne in dieser Zeit weiter nach Osten vorgerückt ist, und diese Bewegung beträgt so viel, daß der Mond mehr als zwei Tage braucht, um die Sonne einzuholen und wieder Neumond zu werden. Die wahre oder *siderische Umlaufszeit* des Mondes um die Erde ist also $27^1/_3$ Tage; die Durchschnittszeit zwischen Neumond und Neumond, die Zeit also, nach welcher der Mond wieder in dieselbe Stellung zur Sonne kommt, oder die sogenannte *synodische Umlaufszeit*, beträgt dagegen $29^d\ 13^h$.

Eine Vergleichung der Mondphasen und der jedesmaligen Richtungen von Mond und Sonne zeigt, daß die letztere von uns außerordentlich viel weiter entfernt ist als der Mond. In Fig. 5 sei E die Erde oder die Stellung eines Beobachters auf ihr, M der Mond und S die Sonne, welche eine Hälfte des Mondes erleuchtet. Erscheint, wie in der Figur, dem Beobachter die Mondscheibe halb erleuchtet, oder ist erstes Viertel, so muß der Winkel am

Monde zwischen Erd- und Sonnenrichtung ein rechter sein. Wäre nun die Sonne nur etwa viermal so weit entfernt als der Mond, so würde der Beobachter den Winkel *SEM* zu 75° finden; und je näher die Sonne wäre, desto kleiner würde er, für den Fall des ersten (oder letzten) Viertels, werden. Die wirkliche Messung ergibt indessen auch diesen Winkel so nahe gleich 90°, daß der Unterschied in unvollkommenen Instrumenten unmerklich ist. Die Sonne steht nämlich in Wirklichkeit etwa an der Stelle, wo die punktierte Linie und die verlängerte Linie *MS* einander schneiden würden, d. i. etwa 400mal so weit, als die Entfernung *EM* beträgt.

Der Gedanke, durch Messung des Winkels *SEM* die Entfernung der Sonne oder vielmehr das Verhältnis der Sonnenentfernung zur Mondentfernung zu bestimmen, rührt von Aristarch (im 3. Jahrhundert v. Chr.) her. Durch Messung fand er den genannten Winkel, also den Unterschied der Richtung nach der Sonne und nach dem Monde, zu 87°, wonach die erstere etwa 20mal so weit entfernt sein würde als der letztere. Wir wissen jetzt, daß dieses Resultat 20mal zu klein, und daß der Winkel in der Tat so nahe 90° (89° 51′) ist, daß Aristarch den Unterschied unmöglich bestimmen konnte. Überhaupt ist diese Methode, wenn auch im Prinzip ganz richtig, doch in der Praxis nicht anwendbar. Die unübersteigliche Schwierigkeit liegt darin, daß es wegen der Beschaffenheit der Mondoberfläche unmöglich ist, festzustellen, wann der Mond genau halb erleuchtet, der Winkel *EMS* also gerade 90° ist.

Wenn wir den Weg des Mondes unter den Sternen verfolgen und auf einer Sternkarte einzeichnen, so finden wir, daß er nicht derselbe wie der der Sonne ist, daß also der Mond sich nicht in der Ekliptik bewegt; die Mondbahn ist vielmehr gegen die Ekliptik um etwa 5° geneigt. Die einander gegenüber liegenden Durchschnittspunkte von Mond- und Sonnenbahn heißen die *Mondknoten*; vom aufsteigenden Knoten (☊) bis zum niedersteigenden (☋) liegt die Mondbahn über oder nördlich, vom niedersteigenden bis zum aufsteigenden unter oder südlich der Ekliptik.

Infolge einer Bewegung der Knoten gegen Westen, die für jeden Mondumlauf mehr als 1° beträgt, verändert sich aber die Lage der Mondbahn fortwährend; und so schneidet zwar die Bahn die Ekliptik stets unter demselben Winkel, verschiebt sich aber längs derselben um etwa 20° in einem Jahre, und der Mond geht daher nicht immer über dieselben Sterne hinweg. Im Juli 1905 z. B. kreuzte der Mond die Ekliptik im aufsteigenden Knoten in der Nähe des Regulus im Löwen. Infolge der regelmäßigen Veränderung der Durchschnitts- oder Knotenpunkte war aber der aufsteigende Knoten im Laufe von $9^1/_4$ Jahren bis in den Wassermann gerückt, so daß sich 1914 der niedersteigende Knoten im Löwen befand. In einer Zeit von 18 Jahren 7 Monaten haben die Knoten einen vollen Umlauf vollendet, und die Bahn des Mondes liegt dann wieder genau so, wie um dieselbe Zeit früher, mithin

wird der Mond im Januar 1924 den aufsteigenden Knoten wieder im Sternbilde des Löwen passieren.

6. Sonnen- und Mondfinsternisse.

Ohne Zweifel werden in den ältesten Zeiten die Menschen durch das gelegentliche und fast plötzliche Eintreten einer Finsternis in Schrecken und Furcht versetzt worden sein, wie dies ja noch heute bei unzivilisierten Völkern der Fall ist. Aber nicht lange konnten die Bewegungen von Sonne und Mond verfolgt werden, ohne daß man die Ursache dieser Erscheinungen fand. Vorgeschritteneren, mit der Natur und speziell den Himmelserscheinungen sich beschäftigenden Männern mußte klar werden, daß der Mond, wenn er zwischen Erde und Sonne tritt, uns einen Teil ihres Lichtes oder ihr ganzes Licht wegnimmt. Wenn beide Körper in derselben scheinbaren Bahn am Himmel liefen, so müßte eine Sonnenfinsternis bei jedem Neumond eintreten; infolge der Neigung beider Bahnen gegeneinander geht indessen der Mond im allgemeinen nördlich oder südlich an der Sonne vorbei, ohne eine Finsternis zu verursachen. Jedesmal aber, wenn die Sonne zur Zeit des Neumondes von einem der Knoten um nicht mehr als einen gewissen Betrag absteht, findet für irgendeinen Erdort eine wenigstens teilweise Bedeckung der Sonne oder eine partielle Sonnenfinsternis statt. Dieser Betrag hängt für den Erdmittelpunkt nur von der scheinbaren Größe von Sonne und Mond ab und ist etwa 19°. Da nun die Sonne im Laufe eines Jahres beide Knoten der Mondbahn kreuzt, so müssen für die Erde überhaupt jährlich mindestens zwei Sonnenfinsternisse stattfinden.

Auch die Ursache der Mondfinsternisse konnte auf die Dauer nicht verborgen bleiben; man mußte, nach Beobachtung einer größeren Zahl und nach Aufzeichnung der Zeiten ihres Eintretens, bald bemerken, daß sie stets zur Zeit des Vollmondes sich ereigneten, wenn also die Erde auf der Verbindungslinie zwischen Mond und Sonne war. Die Erkenntnis, daß die Erde einen Schatten werfe und der Mond in diesen trete, wie bei einer Sonnenfinsternis die Erde in den Schatten des Mondes, lag dann nicht fern; und so finden wir in der Tat, daß man schon frühzeitig auch mit der Ursache der Mondfinsternisse vollkommen vertraut war.

Der Grund, warum die Mondfinsternisse nur gelegentlich und nicht bei jedem Vollmond eintreten, ist wesentlich derselbe, wie der des seltenen Eintretens der Sonnenfinsternisse. Das Zentrum des Erdschattens liegt, wie das der Sonne, stets in der Ekliptik, und wenn daher der Mond zur Zeit des Vollmondes nicht gerade sehr nahe der Ekliptik, also nahe einem der Knoten ist, wird er nicht in den Schatten der Erde eintreten, sondern nördlich oder südlich davon vorbeigehen. Infolge der sehr bedeutenden Größe der Sonne (ihr Durchmesser ist mehr als 100mal so groß als der der Erde) ist der Kern-

schatten der Erde in der Entfernung des Mondes wesentlich kleiner als die Erde selbst. Hieraus folgt, daß eine Mondfinsternis einen beträchtlich geringeren Abstand des Mondes von einem seiner Knoten erfordert als eine Sonnenfinsternis. Mondfinsternisse treten daher seltener auf als Sonnenfinsternisse, und mitunter vergeht in der Tat ein ganzes Jahr ohne Mondfinsternis.

Die Natur und Dauer einer Finsternis ist je nach den Stellungen und scheinbaren Größen von Sonne und Mond verschieden. Wir wollen zuerst annehmen, bei einer Sonnenfinsternis ginge der Mond genau über den Mittelpunkt der Sonne hinweg (die Bedeckung sei zentral), er stände also zur Zeit des Neumondes genau in einem seiner Knoten. Dann ist klar, daß, wenn der scheinbare (Winkel-) Durchmesser des Mondes den der Sonne übertrifft, die letztere vollständig verdeckt sein wird; es findet sodann eine *totale Sonnenfinsternis* statt. Eine solche kann nur dann eintreten, wenn sich der Beobachter genau oder sehr nahe auf der (verlängerten) Verbindungslinie der

Fig. 6.

Fig. 7.

Mittelpunkte von Sonne und Mond befindet. Ist unter den gleichen Verhältnissen die scheinbare Größe des Mondes geringer als die der Sonne, so kann nicht die ganze Sonnenscheibe verdeckt werden, sondern es wird noch ein Lichtring um den Mondrand sichtbar sein; diese Erscheinung heißt eine *ringförmige* Sonnenfinsternis[1]) (Fig. 6). Geht der Mond nicht zentral über die Sonne weg, so kann er nur einen Teil derselben bedecken, und die Finsternis ist dann eine *partielle* (Fig. 7). Ebenso verhält es sich mit den Mondfinsternissen: ist der Mond nur teilweise im Erdschatten, so haben wir eine partielle Mondfinsternis; steht er ganz in ihm, eine totale. Eine ringförmige Mondfinsternis ist nicht möglich, weil der Durchmesser des Erdschattens den des Mondes stets übertrifft.

Die folgenden Figuren 8 und 9 zeigen einige der bei Finsternissen stattfindenden Verhältnisse deutlicher. *S* bezeichnet darin die Sonne, *E* die Erde,

[1]) Die Alten glaubten, daß der scheinbare Durchmesser des Mondes stets größer als der der Sonne sei, und daß daher ringförmige Sonnenfinsternisse nicht eintreten könnten. Die erste ringförmige Finsternis, die als solche erkannt wurde, ist die vom 9. April 1567, die in Italien sichtbar war, und über deren Beobachtung Clavius berichtet. Aber noch Kepler suchte den bei dieser Finsternis gesehenen hellen Ring als eine Erscheinung der Erd- oder der Mondatmosphäre zu erklären.

M den Mond. Ein Beobachter an den Punkten *O* (Fig. 8), überhaupt außerhalb der schraffierten Partien, würde die ganze Sonne, also gar keine Verfinsterung sehen. An den Stellen *P*, innerhalb der leicht schraffierten Teile, wird die Sonne partiell verfinstert erscheinen, und zwar um so mehr, je näher der Beobachter dem Zentrum ist. Dieser Teil des Schattenkegels heißt der Halbschatten. Endlich gibt es eine kleine Region, zwischen den mit *P* bezeichneten Stellen, wo die Sonne total vom Monde verdeckt ist; diese Gegend

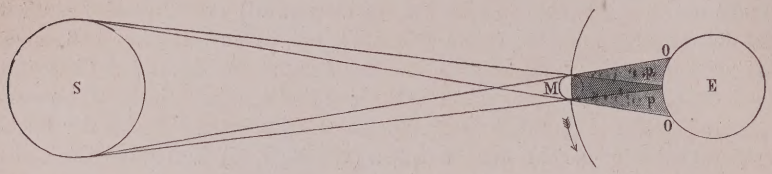


Fig. 8.

trifft der Kernschatten des Mondes, dessen Form ein Kegel ist, mit der Basis am Mond und der Spitze an der Erde. Die scheinbaren Durchmesser von Sonne und Mond sind nun so nahe gleich, d. h. die wahren verhalten sich so nahe, wie die entsprechenden Entfernungen von der Erde, daß die Spitze des Mondschattens immer in der Nähe der Erde liegt; mitunter erreicht er die Erdoberfläche, die Orte im Schattenkegel haben dann eine totale Sonnenfinsternis; mitunter trifft er sie aber auch nicht, dann findet eine ringförmige

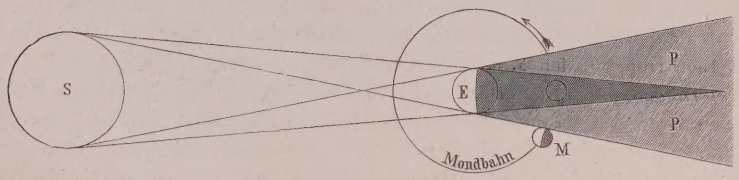


Fig. 9.

Finsternis statt. Da im Fall einer totalen Finsternis der Schattendurchmesser auf der Erde selbst selten mehr als 200 Kilometer beträgt, so begreift man, warum für einen gegebenen Erdort eine totale Sonnenfinsternis so selten eintritt und dann so kurz ist. Für einen genau auf der Zentrallinie gelegenen Ort ist die Dauer der Totalität um so länger, je größer der scheinbare Monddurchmesser im Verhältnis zum Sonnendurchmesser ist, je näher also der Mond und je entfernter die Sonne steht; sie beträgt aber selten mehr als 6 Minuten und kann im Maximum bis auf etwa 8 Minuten steigen. In der Mehrzahl der Fälle erreicht jedoch die Schattenspitze die Erde nicht;

dann erscheint der Mond kleiner als die Sonne, und ein in der Zentrallinie befindlicher Beobachter sieht eine ringförmige Sonnenfinsternis, die gleichfalls nur ganz kurze Zeit, im Maximum etwa 12 Minuten, dauern kann. Die Phasen der partiellen Verfinsterungen sowie die partiellen Finsternisse überhaupt dauern erheblich länger, da, wenn der Mond nur nahezu zentral an der Sonne vorbeigeht, zwischen erster Berührung im Westen (Anfang der Finsternis) und letzter Berührung im Osten (Ende) mehrere Stunden verfließen.

Der Mondschatten oder seine Verlängerung trifft die Erdoberfläche zuerst an westlichen Orten, da der Mond in west-östlicher Richtung die Sonne passiert; in einem Zeitraume von 4 bis 5 Stunden überstreicht er dann etwa 120° in Länge und verläßt die Erde in östlicheren Gegenden. Für die vom Schatten zuerst getroffenen Punkte geht in diesem Moment die Sonne gerade auf, für die zuletzt getroffenen geht sie unter.

Fig. 9 zeigt die Form des Erdschattens und die Verhältnisse bei einer totalen Mondfinsternis. Da der Durchmesser der Erde nahe viermal so groß ist als der des Mondes, so ist auch ihr Schatten etwa viermal so lang als der Mondschatten und, wo er die Mondbahn schneidet, erheblich größer als der Monddurchmesser; der Mond kann also, wie in der Figur dargestellt ist, vollkommen durch den Schatten bedeckt werden. Wir wollen nun annehmen, der Mond passiere den Schatten der Erde zentral. Sobald er in den Halbschatten *P* tritt, beginnt eine Mondfinsternis — ein Mondbewohner sieht eine partielle Sonnenfinsternis, verursacht durch das Vortreten der Erde —; die Erscheinung wird aber erst auffällig, wenn der Mond in die Nähe des Kernschattens kommt. Tritt er nach etwa einer Stunde in denselben, so scheint ein Stück wie abgeschnitten und mitunter selbst gänzlich verschwunden zu sein. Die Verfinsterung nimmt nun stetig zu; endlich ist der Mond ganz in den Kernschatten eingetreten, und damit beginnt die totale Finsternis. Nach etwa 2½ Stunden erreicht er den östlichen Rand des Kernschattens, womit die totale Finsternis endet, und nach einer weiteren Stunde auch die östliche Grenze des Halbschattens, womit die ganze Erscheinung ihr Ende findet. Während der totalen Verfinsterung ist der Mond selten ganz unsichtbar; gewöhnlich erscheint er in einer mehr oder weniger lebhaften kupferroten Farbe. Dieses matte rote Licht ist eine Folge der in den Kernschatten durch die Erdatmosphäre gebrochenen Sonnenstrahlen, und es ist heller oder matter, je nach den atmosphärischen Verhältnissen der von den Sonnenstrahlen berührten Randstellen der Erde.

Bei etwa der Hälfte aller Mondfinsternisse geht der Mond so weit über oder unter dem Zentrum des Erdschattens weg, daß auch zur Zeit der größten Verfinsterung nur ein Teil im Kernschatten steht; wir haben dann eine partielle Mondfinsternis. Bleibt der Mond ganz im Halbschatten und berührt den Kernschatten überhaupt nicht, so hat man eine *Penumbrafinsternis*.

Eine solche ist so wenig augenfällig, daß sie meist unbeachtet vorübergehen wird. Übrigens ist klar, daß die Mondfinsternisse stets an allen Orten wahrgenommen werden, wo gerade der Mond über dem Horizont steht; sie sind eine reale, objektive Erscheinung, da der Mond wirklich durch den Erdschatten hindurchgeht. Für einen speziellen Erdort sind darum Mondfinsternisse häufiger als Sonnenfinsternisse, für die Erde im allgemeinen treten dagegen, wie oben bereits auseinandergesetzt wurde, Sonnenfinsternisse häufiger ein als Mondfinsternisse.

Die Größe einer Finsternis maßen die älteren Astronomen nach „Zollen" (digiti), eine Benennung, die übrigens auch heute noch mitunter in Gebrauch ist. Sie teilten den Durchmesser der Sonnen- oder Mondscheibe in 12 gleiche Teile, Zolle genannt, und die Größe der Finsternis war gleich der Anzahl der Zolle, die das verfinsterte Stück betrug, also z. B. 12, wenn die Finsternis eine totale, 6, wenn Sonne oder Mond zur Hälfte verfinstert waren. Die meisten Astronomen des Altertums pflegten indessen die Digiti auf die Oberfläche zu beziehen und nicht auf den Durchmesser; war z. B. der Mond vier Digiti verfinstert, so hieß dies, daß ein Drittel seiner Oberfläche und nicht seines Durchmessers verfinstert war.

Totale Sonnenfinsternisse bieten seltene, aber um so höher geschätzte Gelegenheiten, die Vorgänge in den Lichthüllen der Sonne zu studieren; hiervon werden wir in einem späteren Kapitel sprechen.

Kehren wir jetzt zu den scheinbaren Bewegungen von Sonne und Mond an der Himmelskugel zurück. Da die Mondbahn die Ekliptik zweimal (in den Knotenpunkten) schneidet, und da die Sonne die ganze Ekliptik in einem Jahre durchläuft, so folgt, daß es zwei Perioden im Jahre gibt, während deren die Sonne einem Knoten nahe ist und daher Finsternisse vorkommen können. Diese Perioden, die man Finsternisperioden nennen könnte, umfassen für Sonnenfinsternisse durchschnittlich 36 Tage (18 Tage vor und 18 Tage nach dem Durchgange der Sonne durch einen Knoten), für Mondfinsternisse dagegen nur 23 Tage. Wegen der schon beschriebenen Bewegung der Mondknoten tritt die Finsternisperiode nicht jedes Jahr zu gleicher Zeit ein, sondern durchschnittlich in jedem folgenden Jahre etwa 20 Tage früher.

Es gibt zwischen den Bewegungen der Sonne und denen des Mondes eine Beziehung, deren Kenntnis den alten Astronomen die Vorhersagung der Finsternisse wesentlich erleichterte. Wir erwähnten auf S. 16, daß der Mond einen Umlauf in Beziehung auf die Sterne in etwa $27^1/_3$ Tagen vollendet. Da die Knoten seiner Bahn gleichmäßig rückwärts, der Mondbewegung entgegen, weiterrücken, so kehrt er zum Knoten in etwas weniger als der genannten Zeit zurück, nämlich in 27.2122 Tagen. Die Sonne ihrerseits erreicht, nach Passierung eines Knotens der Mondbahn, denselben abermals nach 346.6201 Tagen. Die Beziehung zwischen den letzteren beiden Zahlen ist nun die, daß 242 Mondumläufe in bezug auf den Knoten (die sogenannte

drakonitische Umlaufszeit) sehr nahe gleich 19 hierauf bezogenen Sonnenumläufen sind; streng sind:

242 drakonitische Mondumläufe . . . . 6585.357 Tage,
19 „ Sonnenumläufe . . . 6585.780 „

Gehen demnach Sonne und Mond zu irgendeiner Zeit zugleich von einem Knoten aus, so werden sie sich nach 6585 Tagen sehr nahe wieder bei demselben Knoten befinden. Während dieses Intervalls würden 223 Lunationen oder Neu- und Vollmonde, keiner aber so nahe am Knoten als der erste und der letzte, stattgefunden haben. Die genaue Zeit für 223 Lunationen ist 6585.3212 Tage, so daß in dem angenommenen Falle das 223ste Zusammentreffen (Konjunktion) von Sonne und Mond etwas vor Erreichung des Knotens stattfinden würde, in einer Entfernung, die nach der Rechnung 28′ oder etwas weniger als einen der Durchmesser beträgt. Befanden sie sich am Anfange der eben angegebenen Zeit nicht genau im Knoten, sondern in einer gewissen Distanz von demselben, z. B. 3° östlich oder westlich, so werden sie dementsprechend nach Ablauf der Periode auch innerhalb eines halben Grades von diesem 3° östlichen oder westlichen Punkte wieder zusammentreffen.

Die eben betrachtete Periode heißt der *Saroszyklus* und kann in folgender Weise angewandt werden: Man notiert die genaue Zeit der Mitte einer Mond- oder Sonnenfinsternis, rechnet dann $6585^{d}\ 7^{h}\ 42^{m}$ vorwärts und findet so eine andere Finsternis von sehr nahe derselben Art. Auf Jahre reduziert wird das Intervall 18 Jahre und 10 oder 11 Tage, je nachdem der 29. Februar vier oder fünfmal in dieser Zeit vorgekommen ist. Notieren wir nun alle Finsternisse in der Zeit von 18 Jahren, so sehen wir dieselbe Reihe nach dieser Zeit, jedoch 10 oder 11 Tage später, wiederkehren; aber die neue Serie wird im allgemeinen nicht an denselben Orten wie die alte oder wenigstens nicht zu derselben Tageszeit sichtbar sein, da die Mitte der Finsternis etwa $7^{3}/_{4}$ Stunden später fällt. Erst nach dem Ende von drei Perioden werden die Finsternisse wieder nahe zur selben Zeit stattfinden, dann aber, da die Periode etwas kleiner als $6585^{1}/_{3}$ Tage ist, nicht genau von derselben Größe sein und mitunter sogar ganz ausbleiben. Da nach dem obigen jede folgende Finsternis am Ende der Periode 28′ weiter zurück, relativ zum Knoten, fällt, so muß die Konjunktion im Laufe der Zeit so weit ab vom Knoten eintreffen, daß überhaupt keine Finsternis mehr möglich wird. Während beinahe jeder Periode wird man finden, daß einige Finsternisse fehlen, andere neu eintreten. Eine neu eintretende Mondfinsternis z. B. wird zunächst sehr klein sein; bei jeder folgenden periodischen Wiederkehr, also nach je 18 Jahren, wird sie größer, bis sie schließlich total wird. Dies bleibt sie längere Zeit und wird dann wieder partiell, aber auf der der früheren entgegengesetzten Seite des Mondes. Hierauf folgen dann wiederum immer kleiner werdende partielle Finsternisse, bis sie zuletzt ganz ausbleiben. Das ganze

Intervall, über welches sich auf diese Weise die Wiederkehr einer Mondfinsternis ausbreitet, kann 50 bis 60 Perioden oder etwa 1000 Jahre betragen. Die Sonnenfinsternisse, die weiter vom Knoten eintreten (S. 22), erhalten sich noch länger, nämlich 65 bis 70 Perioden hindurch oder über 1200 Jahre.

Als ein der neueren Zeit entnommenes Beispiel des Saroszyklus erwähnen wir die folgenden totalen Sonnenfinsternisse:

1850 August 7, Stiller Ozean;
1868 August 18, Indien;
1886 August 29, Atlantischer Ozean, Südafrika;
1904 September 9, Stiller Ozean, Südamerika;
1922 September 21, Australien.

Diese Finsternisse gehören einer Reihe an, welche im Jahre 1219 beginnt und sich bis ins 26. Jahrhundert erstreckt. Sie ist besonders bemerkenswert durch die lange Totalitätsdauer, welche in der zentralen Finsternis von 1904 September 9 den Betrag von 6^m4 erreichte.

Wie wir später sehen werden, sind von wesentlichem Interesse heute nur noch die totalen Sonnenfinsternisse, von welchen wir in diesem Jahrzehnt die folgenden zu verzeichnen haben:

1922 September 21 (6^m0) Indischer Ozean, Australien;
1923 September 10 (3^m6) Großer Ozean, Nordamerika, Atl. Ozean;
1925 Januar 24 (3^m3) Nordamerika, Atlantischer Ozean;
1926 Januar 14 (4^m4) Afrika, Sundainseln;
1927 Januar 3 (0^m1) Großer Ozean;
1927 Juni 29 (1^m0) England, Skandinavien, Sibirien;
1929 Mai 9 (5^m5) Indischer Ozean, Sumatra, Philippinen.

Die in Klammern angegebenen Zahlen bedeuten die Dauer der Totalität, in Minuten ausgedrückt.

Die totalen Sonnenfinsternisse sind also, wenn man die ganze Erde in Betracht zieht, ziemlich häufig; im 20. Jahrhundert finden im ganzen 80 statt. Für ein bestimmtes Land aber bilden sie stets eine seltene Erscheinung, und ein einzelner Ort kann nur etwa alle 200 Jahre auf ein solches Ereignis rechnen. In Deutschland z. B. sind im 19. Jahrhundert drei totale Sonnenfinsternisse zu beobachten gewesen (1816 November 19; 1851 Juli 28; 1887 August 19), und im 20. werden es sogar nur zwei sein (1954 Juni 30; 1999 August 11).

7. Das Ptolemäische Weltsystem.

Es existiert heute noch ein Werk, welches für 14 Jahrhunderte eine Art astronomischer Bibel war, von dem nichts weggenommen und zu dem

im Prinzip nichts hinzugefügt wurde. Dies ist der „Almagest“[1]), der etwa in der Mitte des 2. Jahrhunderts n. Chr. von dem alexandrinischen Astronomen Ptolemäus unter Benutzung älterer Beobachtungen, besonders des Hipparch, verfaßt worden ist. Fast alles, was wir von der astronomischen Wissenschaft der Griechen wissen, ist aus ihm entnommen. Zwar sind auch Fragmente von Werken anderer alter Autoren auf uns gekommen, und die meisten alten Schriftsteller spielen gelegentlich auf astronomische Erscheinungen und Theorien an, woraus man sich einige Vorstellungen über die Astronomie des Altertums hat bilden können; aber das Werk des Ptolemäus ist das einzige vollständige Hand- und Lehrbuch aus jener Zeit, welches wir besitzen. Obgleich sein System in vielen wichtigen Punkten irrig ist, stellt es doch die Form der scheinbaren Bewegungen der Himmelskörper im allgemeinen mit großer Genauigkeit dar. Mangelhaft immerhin, wenn mit unserem Maße gemessen, ist es für jene Zeiten ein wundervolles Zeugnis von Scharfsinn und Forschungsgabe.

Gegenstand des vorliegenden Kapitels sind die scheinbaren Bewegungen der Planeten, deren Erklärung am einfachsten mit Hilfe des Ptolemäischen Systems gegeben werden kann. Mit Rücksicht auf sein geschichtliches Interesse wollen wir indessen erst kurz die Grundsätze und Vorstellungen skizzieren, auf denen das System beruht, und ebenso die Beweismethode des Ptolemäus anführen. Seine in der Hauptsache, wie erwähnt, dem Hipparch und dessen Vorläufern entnommenen Fundamentalsätze sind folgende:

1. Die Himmelskörper bewegen sich in Kreisen. — Ptolemäus spricht hier zunächst von der täglichen Bewegung, infolge deren jeder Himmelskörper scheinbar rund um die Erde oder vielmehr in kreisförmigem täglichen Lauf um den Himmelspol geführt wird. Ptolemäus und nach ihm die Astronomen bis zu Keplers Zeit meinten, alle himmlischen Bewegungen fänden in Kreisen als den vollkommensten ebenen Figuren statt; da aber die Ungleichförmigkeit vieler dieser Bewegungen offensichtlich war, so nahm er an, daß die Erde nicht in dem Mittelpunkte dieser Kreise stände. Wo ein einzelner Kreis nicht genügte, die Bewegung eines Himmelskörpers darzustellen, führte er eine Kombination kreisförmiger Bewegungen ein, über die wir sogleich sprechen werden.

2. Die Erde ist eine Kugel. — Daß die Erde von Osten nach Westen gerundet sei, beweist Ptolemäus aus der Tatsache, daß die Gestirne nicht für alle Erdbewohner zu ein und demselben Zeitpunkte auf- und untergehen. Durch Vergleichung der Zeiten, zu denen eine Mondfinsternis in verschiedenen Gegenden gesehen wird, findet man, daß dies zu einer um so früheren Stunde nach Sonnenuntergang der Fall ist, je weiter westlich sich der Beobachter befindet. Da nun in der Tat die Zeit einer solchen Erscheinung überall dieselbe ist, so folgt daraus, daß die Sonne um so später untergeht, je weiter

[1]) Von den Arabern korrumpiert aus: *ἡ μεγίστη σύνταξις.*

wir nach Westen kommen. Wäre ferner die Erde nicht von Norden nach Süden gerundet, so müßte ein Stern, der an einem Orte den Meridian im Nord- oder Südhorizont passiert, dies überall tun, wie weit nach Norden oder Süden der Beobachter auch reist. Aber man sieht beim Reisen nach Süden die Sterne im Norden sich dem Horizont nähern, während neue Gestirne über dem Südhorizont heraufsteigen. Dies zeigt, daß der Horizont selbst mit der Bewegung des Beobachters Lage und Richtung ändert. Weiter bleibt, von welcher Seite auch wir uns hohen Gegenständen von der See aus nähern, ihre Basis anfangs infolge der Krümmung der Meeresoberfläche verborgen und wird erst allmählich bei weiterer Annäherung sichtbar. Und so ließen sich noch andere Erscheinungen anführen, woraus schon die Alten auf die Kugelgestalt der Erde schlossen.

3. Die Erde steht im Mittelpunkte der Himmelskugel. — Stände die Erde außerhalb dieses Mittelpunktes, so müßten Unregelmäßigkeiten in der scheinbaren täglichen Drehung der Himmelskugel stattfinden, indem die Sterne an der Seite, nach welcher die Erde läge, schneller bewegt erscheinen würden. Befände sie sich östlich vom Mittelpunkte, so würden wir den aufgehenden Himmelskörpern näher sein als den untergehenden, und die Gestirne würden sich im Osten scheinbar rascher bewegen als im Westen. Da keine solchen Unregelmäßigkeiten wahrgenommen werden, die tägliche Bewegung vielmehr mit vollkommener Gleichförmigkeit vor sich geht, so muß die Erde im Zentrum der Bewegung stehen.

4. Die Erde hat keine fortschreitende Bewegung. — Hätte sie eine solche, so würde sie sich von dem Zentrum fort nach einer Seite der Himmelskugel hin bewegen, und die tägliche Umdrehung der Gestirne müßte aufhören, in allen Teilen gleichförmig zu sein. Da aber die eben erwähnte Gleichförmigkeit der Bewegung Jahr für Jahr wahrgenommen wird, so muß die Erde ihre Stellung im Mittelpunkte der Sphäre beibehalten.

Es wird interessant sein, diese Grundsätze des Ptolemäus zu analysieren, um zu sehen, was an ihnen wahr und was falsch ist. Der erste Satz, daß sich die Himmelskörper in Kreisen bewegen, ist, soweit die scheinbare tägliche Bewegung in Betracht kommt, vollkommen wahr. Ptolemäus wußte aber nicht, daß diese Bewegung eben nur scheinbar ist und von der Rotation der Erde um ihre Achse herrührt. Der zweite Satz ist durchaus richtig, und die Beweise des Ptolemäus für die Kugelgestalt der Erde werden, neben anderen, noch heutzutage in unseren Schulbüchern gefunden. Sehr auffallend aber ist die Mischung von Wahrheit und Irrtum im dritten und vierten Satze, daß die Erde in Ruhe bleibe. Als unbedingt falsch können wir auch diese Sätze nicht betrachten, weil man in einem gewissen Sinne, und zwar in dem einzigen, in welchem es eine Himmelskugel gibt, in der Tat sagen kann, die Erde bleibe im Mittelpunkte der Sphäre. Nur sah Ptolemäus nicht ein, daß diese Sphäre bloß eine gedachte ist, die der Beobachter mit

sich führt, wohin immer er geht. Sein Beweis, daß das Zentrum der Himmelsumdrehung in der Erde liege, ist in gewissem Sinne richtig; aber was er wirklich beweist, ist, daß die Erde sich um ihre Achse dreht. Er sah nicht, daß, wenn die Erde die Umdrehungsachse in unveränderter Richtung mit sich trägt, sein Beweis für die Ruhe der Erde zunichte werden muß.

Man erhält einen klaren Begriff von den Anschauungen des Ptolemäus durch seine Antworten auf zwei Einwürfe gegen sein System. Der erste ist der, daß es paradox sei, anzunehmen, ein Körper wie die Erde könne, von nichts unterstützt, im Raume ruhig schweben. Die diesen Einwand erheben, sagt er, urteilen nach dem, was sie bei kleinen Körpern rund um sich zufällig sehen, und nicht nach dem, was dem Universum eigentümlich ist. In den Himmelsräumen gibt es weder oben noch unten; denn wir können bei einer Sphäre davon nicht sprechen. Was wir unten nennen, ist einfach die Richtung unserer Füße nach dem Mittelpunkte der Erde, die Richtung, in der schwere Körper zu fallen streben. Die Erde selbst ist nur ein Punkt im Vergleiche mit dem Himmelsraum, und sie wird festgehalten durch die Kräfte, welche von dem unendlich größeren Universum auf sie ausgeübt werden.

Ptolemäus sagt dann, es gäbe andere, die seine Schlußweise zwar zuließen, aber behaupteten, nichts hindere, anzunehmen, daß der Himmel unbeweglich sei, dagegen die Erde selbst sich einmal im Tage um ihre eigene Achse drehe. Den Vertretern dieser Ansicht erwidert er, daß, wenn wir nur die Bewegungen der Gestirne betrachten, dieser Lehrmeinung, die den Vorzug der Einfachheit habe, nichts entgegenzuhalten sei; aber mit Rücksicht auf das, was rund um uns und in der Luft geschähe, sei sie nur lächerlich. Er geht dann an eine äußerst unklare Untersuchung über die relative Bewegung leichter und schwerer Körper und schließt, daß, wenn die Erde in der Tat mit der erforderlichen enormen Geschwindigkeit rotiere, die Luft zurückgelassen werden müsse. Auf den Einwurf, die Erde führe die Luft mit sich herum, erwidert er, daß dies für Körper, die in der Luft fliegen, nicht richtig sein könne.

Im Ptolemäischen Weltsystem werden alle Bewegungen durch eine Reihenfolge von Kreisbewegungen dargestellt. Wir haben die Bewegungen von Sonne und Mond unter den Sternen bereits auseinandergesetzt; die erstere umkreist den Himmel von Westen nach Osten im Laufe eines Jahres, letzterer in ähnlicher Weise im Laufe eines Monats. Obschon nicht ganz gleichförmig, geschehen doch diese Bewegungen immer in demselben Sinne. Anders aber verhält es sich mit den fünf den Alten bekannten *Planeten* Merkur, Venus, Mars, Jupiter und Saturn. Diese bewegen sich bald nach Osten, bald nach Westen, bald stehen sie relativ zu den Sternen still. Im ganzen herrschen indessen die östlichen Bewegungen vor, und die Planeten oszillieren in der Tat um einen gewissen mittleren Punkt, der selbst in regelmäßiger Bewegung gegen Osten ist. Nimmt man z. B. einen fingierten

Jupiter an, der in stetiger Bewegung gegen Osten einen Umlauf unter den Sternen am Himmel in 12 Jahren vollendet, gerade wie ihn die Sonne in einem Jahre ausführt, so wird man den wirklichen Jupiter wie ein Pendel zu beiden Seiten des fingierten, aber nie weiter als 12°, sich hin und her bewegen sehen. Die Zeitdauer jeder doppelten Oszillation ist etwa 13 Monate, das heißt, wenn der wirkliche Jupiter den fingierten z. B. am 1. Januar nach Westen zu passiert hat, so setzt er seine Schwingung nach Westen etwa drei Monate fort, steht dann allmählich still und kehrt mit etwas langsamerer Bewegung zum fingierten Planeten zurück, den er, nach Osten, Mitte Juli passiert. Das Ausschwingen nach Osten wird bis gegen Ende Oktober dauern, wo er wieder gegen Westen umkehrt. Die westliche Bewegung heißt *retrograd* oder *rückläufig*, die östliche *direkt* oder *rechtläufig*; zwischen beiden liegt ein Punkt, wo der Planet in Ruhe oder *stationär* erscheint. Die westlichen Bewegungen heißen retrograd, weil sie sowohl der Bewegung der Sonne unter den Sternen als der allgemeinen Bewegungsrichtung der Planeten selbst entgegengesetzt gerichtet sind. Schon Hipparch bemerkte drei Jahrhunderte vor Ptolemäus, daß diese oszillierende Bewegung durch die Annahme erklärt werden könne, der wirkliche Jupiter beschreibe im Laufe eines Jahres eine kreisförmige Bahn um den fingierten. Dieser Kreis wurde der *Epizykel* genannt, und wir haben so die berühmte Epizykeltheorie der planetarischen Bewegungen, die im Almagest niedergelegt ist. Die Bewegung eines Planeten nach dieser Theorie wird aus Fig. 10 ersichtlich. *E* ist die Erde, um welche sich der fingierte Jupiter in dem punktierten Kreise 1, 2, 3 . . . 9 bewegt. Um den Epizykel, in welchem der wirkliche Planet läuft, zu bilden, müssen wir annehmen, ein Arm, der Radius des Epizykels, an dessen Ende der wirkliche Jupiter sich befinde, drehe sich gleichmäßig und einmal im Jahre um den fingierten Planeten. Dieser Arm wird also nacheinander die Stellungen 1 1′, 2 2′, 3 3′ . . . 9 9′ haben. Legt man dann eine Kurve durch die aufeinanderfolgenden Stellungen 1′, 2′, 3′ . . . 9′ des wirklichen Jupiter, so erhält man eine Reihe von Schlingen oder Schleifen, die seinen scheinbaren Lauf darstellen.

Es ist leicht zu sehen, daß der den Jupiter (in der Vorstellung) tragende Arm zwar in einem Jahre eine ganze Umdrehung vollendet und zu seiner Anfangsrichtung zurückkehrt, daß er aber wegen der fortschreitenden Bewegung des fingierten Planeten zur Bildung einer vollständigen Schleife mehr als eine ganze Revolution ausführen muß und daher etwa 13 Monate dazu gebraucht. So hat z. B. (Fig. 10) bei der Stellung 8 8′ der Arm eine ganze Umdrehung in Beziehung zur Richtung 1 1′ gemacht, denn 8 8′ ist parallel zu 1 1′; aber er erreicht, wegen der Krümmung der Bahn, erst in der Stellung 9 9′ die Mitte der zweiten Schleife. Aus der Figur sieht man auch, daß sich der Planet in der Nähe von 1′ rückwärts bewegt und bei 2′ stationär ist. Bald hinter 2′ wird die Bewegung direkt und bleibt so bis in die Nähe

von 8′, wo der Planet zum zweiten Male stationär ist. Dann wird er wieder rückläufig, und der ganze Vorgang beginnt von neuem. In derselben Weise wie bei Jupiter macht auch der Epizykelradius des Mars und des Saturn eine Umdrehung in einem Jahre, der von Merkur und Venus dagegen nicht. Ist der Planet in *Opposition* mit der Sonne, oder steht die Erde in der Verbindungslinie Planet-Sonne, so zeigt der Radius nach der Erde (1 1′, 9 9′ in Fig. 10); ist der Planet dagegen in *Konjunktion* mit der Sonne, oder steht die Sonne in der Verbindungslinie Erde-Planet, so zeigt der Radius von der Erde weg (5 5′). Den Astronomen des Altertums war diese Tatsache wohl bekannt, und sie gründeten in der Tat alle ihre Berechnungen der Planetenbewegungen hierauf; aber sie scheinen den sehr wichtigen Umstand nicht bemerkt zu haben, daß die Richtung des Epizykelradius der erstgenannten

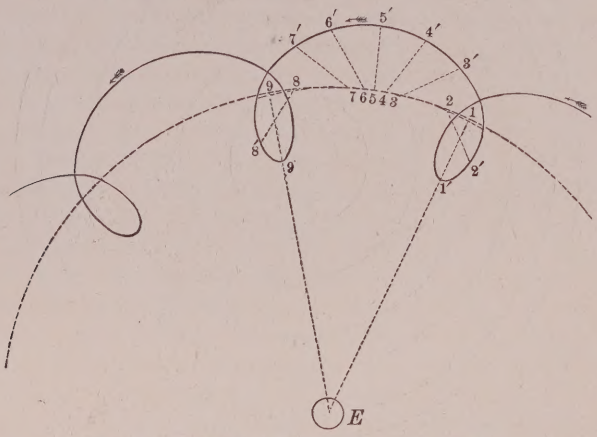


Fig. 10. Epizyklische Bewegung eines Planeten.

drei Planeten stets die gleiche ist wie die Richtung von der Erde nach der Sonne. Hätten sie dies bemerkt, so würde ihnen kaum entgangen sein, daß die Epizykel durch die Annahme, die Erde bewege sich um die Sonne und nicht die Sonne um die Erde, gänzlich vermieden werden können.

Die Eigentümlichkeit der Bewegungen von Merkur und Venus besteht darin, daß die fingierten Mittelpunkte, um die sie oszillieren, stets in der Richtung der Sonne liegen, da, wie wir jetzt wissen, die Sonne selbst der Mittelpunkt ihrer Bewegungen ist. Man sieht sie nie weiter als in einer bestimmten Entfernung zu beiden Seiten der Sonne, Venus etwa 45°, Merkur 16° bis 29°. In der Tat hat schon Herakleides von Pontus (im vierten Jahrhundert v. Chr.) die Sonne zum Zentrum der Bewegungen dieser beiden Planeten gemacht, und man sieht schwer ein, wie jemand nach Erkenntnis

der Regeln ihrer Oszillation etwas anderes tun konnte. Ptolemäus jedoch verwarf dieses System und nahm an, daß ihre Bahnen zwischen Sonne und Erde lägen.

Fig. 11 zeigt nun die Anordnung der Planeten nach dem Ptolemäischen System. Der der Erde nächste Himmelskörper ist der Mond, dessen Entfernung den Alten, wenngleich nur roh, zu bestimmen gelang. Die Planeten folgen dann in derselben Ordnung wie in der Wirklichkeit, nur muß die Erde an Stelle der Ptolemäischen Sonne gesetzt werden. Wir haben also hier als

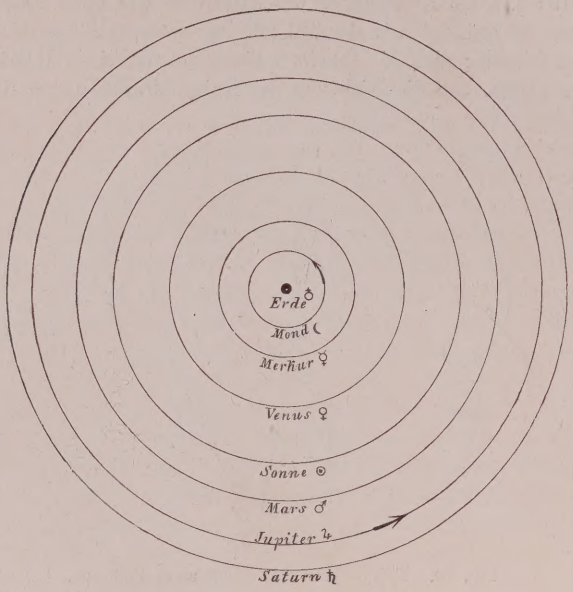


Fig. 11. Weltsystem nach Ptolemäus.

Zentrum die Erde, dann in konzentrischen Kreisen Mond, Merkur, Venus, Sonne, Mars, Jupiter, Saturn. Außerhalb des Saturn liegt die Sphäre der Fixsterne.

Diese Ordnung der Planeten kann zwar nur als der Ausdruck einer Meinung, nicht eines Beweises betrachtet werden; doch nahmen die alten Astronomen ganz richtig an, daß diejenigen die entfernteren seien, die sich langsamer bewegten. Daß der Mond der nächste, Mars, Jupiter und Saturn die entferntesten Planeten seien, folgte aus dieser Annahme ganz sicher; zweifelhaft aber waren die relativen Stellungen von Sonne, Merkur und Venus, da diese drei einen vollständigen Umlauf an der Himmelskugel in einem Jahre machten.

Hipparch und Ptolemäus stellten über die Umlaufszeiten der Planeten

und die Ungleichheiten ihrer Bewegung Untersuchungen an, die eine kurze Erwähnung verdienen. Obschon ihre Beobachtungsmittel sehr unvollkommen waren, so fanden sie doch, daß die Bewegungen der Planeten unter den Sternen keineswegs gleichförmig waren, und zwar galt dies nicht nur für Sonne und Mond, sondern auch für die oben erwähnten fingierten Planeten. Sie führten daher den *exzentrischen Kreis* ein, indem sie die Bewegungen zwar als kreisförmig und gleichmäßig ansahen, aber Kreise annahmen, deren Mittelpunkte (*C*, Fig. 12) nicht mit der Erde (*E*) zusammenfielen. Passiert der Planet den der Erde nächsten Punkt (*P*) seiner Kreisbahn, so erscheint seine Bewegung schneller als die mittlere, weil allgemein die Winkelgeschwindigkeit eines sich gleichmäßig bewegenden Körpers um so größer ist, je näher sich der Körper dem Beobachter befindet; umgekehrt ist in *A* die Winkelgeschwindigkeit eine geringere, die Bewegung erscheint langsamer als im Mittel. Zwischen diesen beiden diametral entgegengesetzten Punkten *P* und *A* ändert sich die Geschwindigkeit kontinuierlich vom Maximum zum Minimum und umgekehrt, und es wird daher die Art der Planetenbewegung durch den exzentrischen Kreis im allgemeinen richtig dargestellt. Durch Vergleichung der Winkelgeschwindigkeiten für verschiedene Punkte der Bahn war Ptolemäus in den Stand gesetzt, für jede Planetenbahn die angenommene Entfernung der Erde vom Zentrum oder vielmehr das Verhältnis dieser Entfernung zur Entfernung des Planeten selbst zu bestimmen; die so bestimmte Entfernung ist die doppelte wie in Wirklichkeit. Der Punkt *P* wurde das *Perigäum*, *A* das *Apogäum*, der Abstand *EC* der Erde vom Bewegungsmittelpunkte die *Exzentrizität* genannt. Da die absoluten Bahndimensionen nicht zu bestimmen waren, mußten die Alten, wie gesagt, das Verhältnis *CE* zum Halbmesser des Bahnkreises (*CP*) als Exzentrizität nehmen.

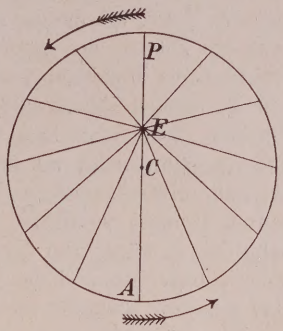


Fig. 12.

In der Bestimmung der Mondbewegung hingen Hipparch wie Ptolemäus fast durchaus von Beobachtungen der Mondfinsternisse ab. Die erste von ihnen verwertete Mondfinsternis soll zu Babylon im ersten Jahre des babylonischen Herrschers Mardocempad[1]), zwischen dem 29. und 30. Tage des ägyptischen Monats Thoth, beobachtet worden sein. Nach unserer Zeitrechnung fiel sie auf den 19. März 721 v. Chr.[2]). Von diesem Datum an bis

[1]) Babylonisch Mardukpaliddin.

[2]) Es ist die chronologische Zeitrechnung gemeint, die sich von der astronomischen dadurch unterscheidet, daß bei ihr das Jahr Null der christlichen Ära fehlt, so daß auf das Jahr — 1 sofort das Jahr + 1 folgt. Für die Zeit vor Christi Geburt sind daher die Jahreszahlen nach der astronomischen Zählweise um 1 kleiner als nach der chronologischen.

zur Zeit des Ptolemäus erstreckt sich die Finsternisreihe über 8 bis 9 Jahrhunderte. Wären die uns überlieferten Beobachtungen dieser Finsternisse etwas genauer, so würden sie auch heute noch zur Bestimmung der mittleren Mondbewegung von großem Werte sein; so aber können wir aus unseren jetzigen Sonnen- und Mondtafeln die Umstände einer alten Finsternis fast ebenso genau berechnen, wie sie die Astronomen der damaligen Zeit zu beobachten vermochten.

Trotz des äußerst unvollkommenen Charakters der von ihnen benutzten Beobachtungen entdeckten doch sowohl Hipparch wie Ptolemäus verschiedene Eigentümlichkeiten der Mondbewegung, die von einer überraschenden Tiefe der Untersuchung zeugen. Durch Vergleichung der Zeitintervalle zwischen den Finsternissen fanden sie zunächst, daß der Mond sich nicht gleichförmig, sondern wie die Sonne an einigen Stellen der Bahn langsamer bewegt, als an anderen (elliptische Ungleichheit). Um dies zu erklären, nahmen sie seine Bahn, wie die der Sonne, exzentrisch an, und zwar sollte die Erde etwa ein Zehntel der ganzen Mondentfernung von dem Mittelpunkte der kreisförmigen Mondbahn abstehen. Soweit glich die Mondbahn, abgesehen von der großen Exzentrizität, den Bahnen der Sonne und der fingierten Planeten. Eine lange Reihe von Beobachtungen zeigte aber, daß Perigäum und Apogäum nicht, wie bei Sonne und Planeten, an denselben Punkten der Bahn blieben, sondern sich vorwärts bewegten und in neun Jahren den ganzen Himmel durchliefen (Apsidenbewegung). Stellt Fig. 12 die Mondbahn dar, so würde also der Mittelpunkt C des Kreises die Erde E in neun Jahren umkreisen und die Bahn demgemäß fortwährend ihre Lage gegen eine gegebene Richtung ändern.

Ptolemäus fand ferner durch Messung des Winkels zwischen Mond und Sonne an verschiedenen Punkten der Mondbahn, daß noch eine andere Ungleichheit in seiner Bewegung existiert. Der Mond oszilliert nämlich mehr als einen Grad um die aus dem exzentrischen Kreise berechnete Stellung, in einer Periode, die nicht sehr von seiner Umlaufszeit um die Erde abweicht. Diese Ungleichheit hat den Namen *Evektion* erhalten. Um sie darzustellen, mußte Ptolemäus, wie bei den Planeten, einen Epizykel einführen; nur war der Radius hier so klein, daß die Bahn keine Schleifenbildung zeigt. Man sieht, seine Theorie war recht verwickelt; aber es gelang ihm, die Mondbewegung innerhalb der Grenzen seiner Beobachtungsfehler durch eine Kombination von Kreisbewegungen darzustellen und so die Lieblingsansicht jener Zeiten zu retten, daß alle kosmischen Bewegungen kreisförmig und gleichmäßig seien.

8. Der Kalender.

Einer der ersten mit den Untersuchungen über die Bewegungen der Himmelskörper verbundenen Zwecke war, ein bequemes und sicheres Maß

der Zeit zu finden. Diese bis in das entlegenste Altertum zurückreichende Anwendung wird, da sie ohne wesentliche Änderung auf uns gekommen ist und von den oben betrachteten scheinbaren Bewegungen von Sonne und Mond abhängt, am natürlichsten in Verbindung mit der alten Astronomie besprochen.

Die astronomischen Einteilungen der Zeit werden durch Tag, Monat und Jahr gegeben. Die Woche entspricht keinem astronomischen Zyklus, obschon auch ihr eine gewisse astronomische Bedeutung seitens der alten Astrologen gegeben worden sein soll. Von den oben genannten Zeitabschnitten ist im bewohnbaren Teile der Erde der Tag der auffallendste. In der Nähe der Pole würde das Jahr das auffallendste Zeitmaß abgeben; wo aber zivilisierte Menschen leben, ist Wechsel von Tag und Nacht, und dieser tritt so regelmäßig und gleichförmig auf, daß dadurch überall und zu allen Zeiten die unzweideutigste Einheit des Zeitmaßes gegeben war. Für rein chronologische Zwecke hätte der Tag als einzige theoretisch notwendige Zeiteinheit dienen können; und wenn man zu irgendeiner Zeit begonnen hätte, die Tage, von 1 anfangend, ohne Aufhören zu zählen und jedes geschichtliche Ereignis durch die entsprechende Tageszahl zu bezeichnen, so würde in der Tat weit weniger Unsicherheit über manche Daten herrschen, als es jetzt der Fall ist. Aber die Rechnung mit so großen, im Laufe der Jahrhunderte sich anhäufenden Zahlen wäre sehr unbequem gewesen, und sie ist deshalb auch im bürgerlichen Leben nie angewandt worden. Bei astronomischen Rechnungen dagegen, wo es sich häufig darum handelt, den Zeitunterschied zweier um viele Jahre auseinander liegenden Beobachtungen in Tagen auszudrücken, bedient man sich dieser Zählweise vielfach mit großem Vorteil. Der Anfangspunkt dieser von Joseph Justus Scaliger im Jahre 1582 vorgeschlagenen und als *Julianische Periode* bezeichneten Zählweise wurde auf den 1. Januar des Jahres — 4712 (4713 v. Chr. nach der chronologischen Bezeichnungsweise) festgesetzt. Der Übelstand sehr großer Zahlen muß dabei freilich in den Kauf genommen werden. So ist z. B. für den 1. Januar 1921 der Julianische Tag[1]) (J. D.) = 2422691.

Nächst dem Tag ist das Jahr der bestimmteste und auffallendste Zeitabschnitt. Das natürliche Jahr wird durch die Wiederkehr der Jahreszeiten gemessen. Alle Verrichtungen des Ackerbaues sind so eng mit ihnen verknüpft, daß der Mensch sie als einfachstes Maß der Zeit benutzt haben muß, lange bevor er ihre astronomischen Ursachen erkannt hatte. Bei seiner längeren Dauer entsprach das Jahr am besten dem Zwecke, lange Zeitintervalle zu messen. Die Zahl der Tage in einem Jahr ist indessen immer noch

[1]) Die Julianischen Tage bieten noch einen weiteren kleinen Vorteil. Dividiert man die einem bestimmten Datum entsprechende Tageszahl durch 7, so ist der Tag ein Montag, wenn der Rest = 0 ist, ein Dienstag, wenn der Rest = 1 ist, usw.

zu groß, als daß man bequem damit rechnen könnte, und es wurde daher ein zwischen Jahr und Tag liegendes Maß erforderlich. Ein solches war durch die Bewegung und die Phasen des Mondes gegeben. Durch den Neumond, der in etwa 30tägigen Intervallen aus den Strahlen der Sonne herausrückte, fand sich in dem Monat für Zeiträume von mittlerer Länge ein sehr passendes Zeitmaß, und dauerndes Interesse verband sich mit diesem Maße durch die zahlreichen religiösen Riten, die an das regelmäßige Wiedererscheinen des Mondes geknüpft wurden.

Enthielte der Mondmonat genau eine bestimmte Zahl von Tagen, z. B. 30, und das Jahr gerade 12 Monate, so würde die Anwendung dieser Zyklen für die Zeitmessung keine Schwierigkeiten geboten haben. Aber der Monat hat einige Stunden weniger als 30 Tage, das Jahr dagegen nahe 12½ Mondmonate. Bei dem Versuche, diese Maße zu kombinieren, wurde in dem alten Kalender eine Verwirrung hervorgerufen, welche seinen Gebrauch sehr erschwerte, und deren Nachwirkung wir noch heute in der ungleichen Länge unserer Monate empfinden. Alle Mittel zu beschreiben, die zur Beseitigung dieser Schwierigkeiten in Anwendung gekommen sind, würde sehr umständlich sein, und wir müssen uns deshalb hier auf eine kurze Darlegung des Wesens der Kalenderverbesserungen beschränken.

Der Mondmonat oder das mittlere Intervall zwischen zwei einander folgenden Neumonden ist sehr nahe 29½ Tage. Bei Zählung der Monate nach dem Mondwechsel wurde daher gewöhnlich ihre Dauer abwechselnd zu 29 und zu 30 Tagen angenommen. Aber die Periode von 29½ Tagen ist in Wirklichkeit etwa $^3/_4$ Stunde zu kurz. Im Laufe von drei Jahren würde daher die Rechnung um einen Tag falsch werden, und es würde nötig sein, einen Tag zu einem der Monate hinzuzufügen. Wenn nach Mondmonaten gezählt wird, würde andererseits das aus 12 solcher Monate bestehende Jahr 354 Tage enthalten, also 11 Tage zu kurz sein. Gleichwohl ist ein solches (Mond-)Jahr sowohl bei den Griechen als bei den Römern in Gebrauch gewesen und teilweise noch heute in Gebrauch bei den Mohammedanern. Indessen addierten die alten Römer, um den Fehler auszugleichen, nach dem Kalender des Numa in jedem zweiten Jahre abwechselnd 22 oder 23 Tage, indem sie einen Schaltmonat, den sog. Mercedonius, zwischen dem 23. und 24. Februar einfügten.

Die Unregelmäßigkeit und Unbequemlichkeit der Rechnung nach den Mondmonaten führte bei den meisten zivilisierten Völkern des Altertums bald zu ihrer Abschaffung, da der einzige Grund, sie beizubehalten, in den zur Zeit des Neumondes gebräuchlichen religiösen Riten lag, auf welche allerdings die Juden und einige andere orientalische Völker großes Gewicht legten. So finden wir bei den alten Ägyptern die Zählung des Jahres zu 12 Monaten, mit je 30 Tagen, und 5 Zusatztagen, zusammen also 365 Tage. Da die wahre Jahreslänge etwa 6 Stunden größer ist, so würde nach dieser

Zählweise die Nachtgleiche jedes Jahr 6 Stunden und nach 120 Jahren einen Monat (30 Tage) später eintreten. Nach Verlauf von 1460 Jahren würde jede Jahreszeit nacheinander in die 12 Monate gefallen und zu demselben Datum wie zu Anfang der Periode zurückgekehrt sein. Diese Periode nannten die Ägypter die *Sothisperiode*, nach dem Sirius (Sopt, Soth), dessen heliakischen Aufgang[1]) sie eifrig beobachteten. Da jedoch der Fehler jedes einzelnen Jahres von ihnen überschätzt wurde, so würde die wahre Dauer der Periode etwa 1500 Jahre gewesen sein.

Die Verwirrung im Jahre der Griechen wurde zum Teil behoben durch Einführung des Zyklus, den Meton (im 5. Jahrhundert v. Chr.) entdeckte, und der seinen Namen trägt. Dieser Zyklus besteht aus 19 Jahren, in welchen der Mond 235 mal wechselt. Sein Fehler ist sehr klein, wie aus den folgenden Zahlen, die auf modernen Daten beruhen, hervorgeht:

235 Lunationen sind im Durchschnitt	6939^d	16^h	31^m
19 wahre tropische Sonnenjahre	6939	14	27
19 julianische Jahre zu $365^1/_4$ Tagen	6939	18	0

Nehmen wir daher 235 Mondmonate und verteilen sie gleichförmig auf 19 Jahre, so wird die Durchschnittslänge dieser Jahre für alle bürgerlichen Zwecke genügend richtig sein. Die Jahre eines jeden Zyklus wurden von 1 bis 19 gezählt; die Nummer des Jahres nannte man die *goldene Zahl*.

Die goldene Zahl ist in unseren Kirchenkalendern zur Auffindung des Datums vom Ostersonntag noch heute in Gebrauch; und es ist Ostern nebst den damit in Verbindung stehenden Festen das einzige kirchliche Fest, welches in christlichen Ländern von der Mondbewegung abhängt. Ostern fällt auf den ersten Sonntag nach dem Frühlingsnachtgleichen-Vollmond, d. h. demjenigen, der zunächst nach dem 20. März eintritt. Die Daten des Vollmondes entsprechen dem Metonischen Zyklus, sie kehren also nach Verlauf von 19 Jahren an denselben oder doch nahe denselben Tagen wieder. Notieren wir folglich die Daten des Ostervollmondes, so werden wir in 19 aufeinander folgenden Jahren nie denselben Tag finden; im 20. Jahre dagegen wird er auf dasselbe Datum wie im ersten Jahre fallen oder nur um einen Tag abweichen, und dann wird die ganze Reihenfolge wiederholt werden. Die goldene Zahl gibt demnach das Mittel, mit einer für kirchliche Zwecke ausreichenden Genauigkeit zu berechnen, wie viele Tage nach dem Frühlingsäquinoktium der Ostervollmond eintritt. Für die Bestimmung des Oster-

[1]) Der *heliakische Aufgang* eines Sternes bezeichnete bei den Alten sein erstes Wiedererscheinen am Morgenhimmel nach Austritt aus den Sonnenstrahlen.

sonntages[1]) selbst sind noch andere Daten erforderlich: der sogenannte Sonntagsbuchstabe (der auf den ersten Sonntag des Jahres fallende Buchstabe, wenn man den 1. Januar mit A, den 2. mit B usw. bezeichnet) und die Epakten, die das Alter des Mondes in Tagen am 1. Januar angeben. Die kirchlichen Berechnungen des Ostersonntages beruhen auf sehr alten Mondtafeln, so daß wir bei Bestimmung nach dem wirklichen Monde das Osterfest oft eine Woche irrtümlich finden würden.

Der Grund zu der jetzt in der Christenheit gebräuchlichen Kalenderrechnung wurde durch Julius Cäsar gelegt. Vor seiner Zeit war der römische Kalender in einem Zustande großer Unordnung, da die nominelle Länge des Jahres in hohem Grade von Laune und willkürlicher Bestimmung des Pontifex Maximus abhing. Es war indessen wohlbekannt, daß die wahre Dauer des Sonnenjahres etwa $365^1/_4$ Tage betrage, und Julius Cäsar stellte nun gesetzlich fest, daß das gewöhnliche Jahr aus 365 Tagen bestehen sollte, und daß jedes vierte Jahr ein Tag hinzuzufügen sei. Die Monatslängen, wie wir sie jetzt haben, wurden durch Cäsars unmittelbare Nachfolger festgesetzt.

Der Julianische Kalender blieb durch 16 Jahrhunderte ungeändert, und wäre die wahre Länge des tropischen Jahres genau $365^1/_4$ Tage, so würde er auch heute noch in Gebrauch sein. Wir haben aber gesehen (S. 15), daß das Sonnenjahr in der Tat etwa $11^1/_4$ Minuten kürzer ist, ein Betrag, der in 128 Jahren einen vollen Tag ergibt. Es trafen daher im 16. Jahrhunderte die Äquinoktien 11 oder 12 Tage früher ein, als sie es nach dem Kalender tun sollten, also am 10. oder 9. anstatt am 21. März. Sie auf die ursprüngliche Lage im Jahre oder genauer auf die zur Zeit des Konzils von Nicäa zu bringen, war der Gegenstand der Gregorianischen Kalenderreform, die Papst Gregor XIII. Ende des 16. Jahrhunderts nach den Vorschlägen des Italieners Lilio anordnete. Die Änderung bezog sich auf zwei Punkte:

---

[1]) Eine sehr einfache und bequeme Regel zur Berechnung des Osterfestes für alle Jahre hat Gauß gegeben. Bezeichnet man die Jahreszahl mit N und die Divisionsreste von $\frac{N}{19}$ mit a, $\frac{N}{4}$ mit b. $\frac{N}{7}$ mit c, $\frac{19\,a + x}{30}$ mit d und $\frac{2\,b + 4\,c + 6\,d + y}{7}$ mit e, so findet sich als Ostertag:

der $(22 + d + e)$te März, bzw. der $(d + e - 9)$te April,

wenn man für x und y die folgenden Zahlenwerte einsetzt (für den Gregorianischen Kalender):

1583	bis 1699	$x = 22$,	$y = 2$
1700	„ 1799	23	3
1800	„ 1899	23	4
1900	„ 2099	24	5

und wenn man beachtet, daß an Stelle des 26. April stets der 19. April, an Stelle des 25. April aber nur dann der 18. April zu setzen ist, wenn $d = 28$ und $a > 10$ gefunden worden ist. Für die nächsten Jahre sind die Ostersonntage: 1923 April 1; 1924 April 20; 1925 April 12; 1926 April 4.

1. wurde der 5. Oktober 1582 des Julianischen Kalenders der 15. genannt; es wurden also 10 Tage in der Zeitrechnung übersprungen, so daß die Äquinoktien jetzt wieder richtig auf den 21. März und 23. September fielen;

2. sollte das Endjahr jedes Jahrhunderts, 1600, 1700 usw., nicht wie im Julianischen Kalender stets, sondern nur dann ein Schaltjahr sein, wenn die Zahl des Jahrhunderts (16, 17, 18 usw.) durch 4 teilbar ist. Während also 1600, 2000, 2400 usw. wie früher Schaltjahre mit 366 Tagen blieben, sollten 1700, 1800, 1900, 2100 usw. gewöhnliche Jahre zu 365 Tagen sein.

Diese Änderung im Kalender wurde in den katholischen Ländern sehr bald, in den protestantischen dagegen langsamer adoptiert (in England z. B. erst 1752). Im Gebiete der griechischen Kirche besteht z. T. noch heute der Julianische Kalender, in Rußland ist er seit 1918 abgeschafft, in Rumänien seit 1919. Da die Jahre 1700, 1800 und 1900 im neuen Kalender keine Schaltjahre waren, so ist der Julianische Kalender jetzt 13 Tage hinter dem unsrigen zurückgeblieben.

Die Länge des mittleren Gregorianischen Jahres ist $365^d\ 5^h\ 49^m\ 12^s$, die des tropischen $365^d\ 5^h\ 48^m\ 46^s$. Ersteres ist also noch 26^s zu lang, ein Fehler, der indessen erst in mehr als 3000 Jahren einen Tag ausmacht und daher praktisch von gar keiner Bedeutung ist.

KAPITEL II.

Das Kopernikanische System oder die wahren Bewegungen der Himmelskörper.

1. Kopernikus.

Die Autorität des Ptolemäus, dessen Ansichten wir im vorletzten Abschnitt des vorigen Kapitels geschildert haben, war in der Folgezeit so groß, daß seine Lehren bis gegen das Ende des Mittelalters im allgemeinen unangefochten blieben. Die Geschichte der Astronomie bietet während dieses Zeitraumes wenig Interesse. Eine gewisse Bewahrung und Förderung astronomischer Kenntnisse verdankt die Nachwelt in dieser Zeit hauptsächlich den Arabern. Männer wie Albategnius, Abul Wefa u. a. verbesserten alte und erfanden neue Methoden zur Beobachtung der Örter der Himmelskörper und waren dadurch fähig, verbesserte Tafeln der Bewegungen derselben aufzustellen. Sie maßen die Schiefe der Ekliptik und berechneten Sonnen- und Mondfinsternisse mit größerer Schärfe, als es die Griechen vermochten. So wurden zwar die Voraussagungen der Wissenschaft allmählich genauer, aber in der Erkenntnis der wahren Gesetze der scheinbaren Bewegungen erfolgte kein entscheidender Schritt.

Der Ruhm, die wahre Natur der kosmischen Bewegungen der Welt zuerst verkündet zu haben, gebührt fast ausschließlich dem Kopernikus. Zwar sind schon vor ihm gelegentlich Ansichten ausgesprochen worden, die an die seinigen anklingen (namentlich von Aristarch von Samos); aber sie weichen doch meist in nicht unwesentlichen Punkten von der Lehre des Frauenburger Kanonikus ab und sind nie zu einem vollständigen System entwickelt worden, dessen innere Folgerichtigkeit weitere Kreise von seiner Wahrheit hätte überzeugen können.

Ein großes Verdienst des Kopernikus und die Grundlage seines gerechten Anspruchs auf die Priorität besteht darin, daß er keineswegs durch die bloße Aufstellung seiner Ansichten befriedigt war, sondern den größten Teil der Arbeit eines ganzen Lebens ihrer Begründung weihte, so daß ihre Annahme schließlich unvermeidlich wurde. Aber auch abgesehen von allen Fragen über Wahrheit oder Irrtum seiner Theorie, muß sein großes Werk, in dem sie entwickelt ist, „De Revolutionibus Orbium Coelestium Libri VI, Norimbergae 1543", als das wichtigste Lehrbuch der Astronomie seit der Zeit des Ptolemäus gelten. Nur wenige Bücher sind wie dieses die Arbeit eines ganzen Lebens gewesen.

Die fundamentalen Prinzipien des Kopernikanischen Systems liegen in zwei Sätzen, die besonders begründet werden mußten, und von denen der eine unabhängig vom anderen wahr sein konnte. Es sind diese:

1. Die tägliche Umdrehung des Himmels ist nur scheinbar und wird hervorgerufen durch eine tägliche Umdrehung der Erde um eine durch ihren Mittelpunkt gehende Achse.

2. Die Erde ist einer der Planeten und kreist um die Sonne als den Mittelpunkt der Bewegung. Das wahre Zentrum der planetarischen Bewegungen ist also nicht die Erde, sondern die Sonne.

Wegen des zweiten Satzes wird von dem Kopernikanischen System häufig auch als von der „heliozentrischen Theorie" gesprochen, während man die ältere Theorie, welche die Erde in den Mittelpunkt der Welt setzte, die „geozentrische" nennt.

Kopernikus beginnt mit der Besprechung des ersten Satzes. Er erklärt, daß eine scheinbare Bewegung ebensowohl aus einer wirklichen Bewegung des Beobachters folgen kann, wie aus einer Bewegung des beobachteten Objekts, und zeigt so, daß die tägliche Bewegung der Gestirne gerade so gut durch die Umdrehung der Erde wie durch die des Himmels erklärt werden kann, ähnlich wie dem Schiffer, der auf ruhiger See segelt, sein Schiff in Ruhe und das Ufer in Bewegung zu sein scheint, während doch das Umgekehrte stattfindet. Was ist nun wahrscheinlicher, daß sich die Erde bewegt oder das ganze Universum außer ihr? In dem Verhältnis, in welchem der Himmel größer ist als die Erde, muß auch seine Bewegung schneller sein, um ihn in 24 Stunden einmal herumführen zu können. Es ist demnach

schon aus diesem Grunde außerordentlich viel wahrscheinlicher, daß sich die Erde, ein Punkt im Vergleiche zur Himmelskugel, dreht und das Universum unbeweglich ist, als umgekehrt.

Der zweite Hauptsatz des Kopernikanischen Systems, daß die scheinbare jährliche Bewegung der Sonne unter den Sternen nur die Folge einer jährlichen Umdrehung der Erde um die Sonne ist, erklärt nicht allein jenen scheinbaren Umlauf der Sonne, sondern auch die scheinbare epizyklische Bewegung der Planeten des Ptolemäischen Systems.

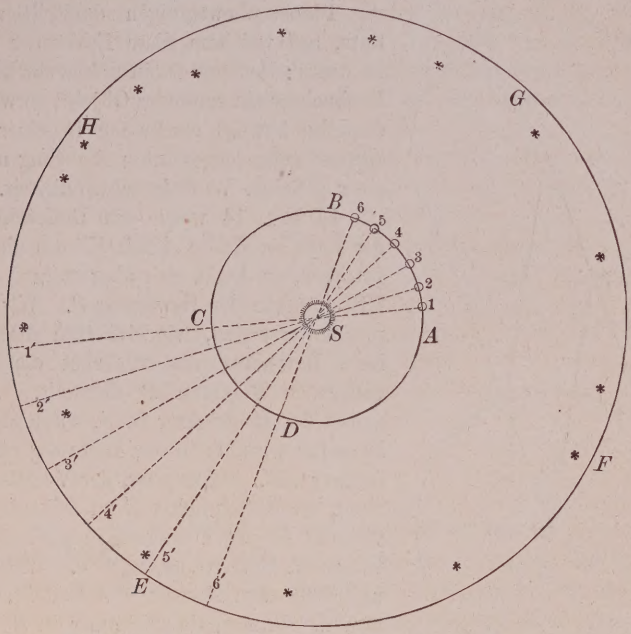


Fig. 13. Wirkliche Bewegung der Erde und scheinbare Bewegung der Sonne.

In Fig. 13 sei S die Sonne, $ABCD$ die Bahn der Erde und die Zahlen 1, 2 . . . 6 bezeichnen sechs (etwa je 14 Tage voneinander abstehende) Stellungen der Erde; endlich möge $EFGH$ die scheinbare Himmelssphäre (genauer die Ekliptik oder die Projektion der Erdbahn auf die Sphäre) bedeuten. Ein Beobachter in 1 sieht nun die Sonne in der Richtung $1S$ und versetzt sie, da er keine Vorstellung von ihrer wirklichen Entfernung hat, an die Fixsternsphäre in den Punkt 1′. Erreicht die Erde den Punkt 2, so sieht der Beobachter die Sonne in der Richtung $2S2'$ oder unter den Sternen im Punkte 2′. Im Verlaufe von 14 Tagen wird sich also die Sonne scheinbar unter den Sternen bewegt haben, und zwar um einen Winkel, der gleich der wirklichen Winkelbewegung der Erde um die Sonne ist. Ebenso wird weiter

für die Stellungen der Erde in 3, 4, 5, 6 die Sonne in den Stellungen 3′, 4′, 5′, 6′ erscheinen und, hat die Erde ihre ganze Bahn *ABCDA* zurückgelegt, auch die Sonne entsprechend den ganzen Kreis *EFGHE* durchlaufen haben. So ergibt sich demnach aus der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne die früher beschriebene scheinbare jährliche Bewegung der Sonne in der Ekliptik um die Himmelskugel.

Wir wollen nun sehen, wie dieselbe Bewegung das verwickelte System der Epizykel unnötig macht, durch welche die Astronomen vor Kopernikus die Planetenbewegungen darstellten. Der Satz, auf welchem diese Erklärung beruht, ist dieser: Betrachtet ein unbewußt bewegter Beobachter ein ruhendes Objekt, so wird ihm dasselbe bewegt erscheinen in einer seiner eigenen entgegengesetzten Richtung und mit einer gleichen Winkelgeschwindigkeit.

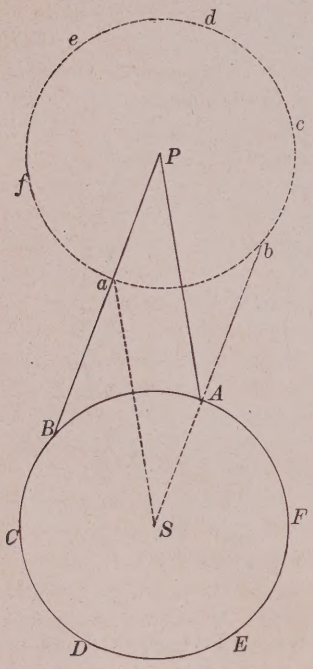


Fig. 14. Scheinbare Planetenbewegung im Kopernikanischen System.

In Fig. 14 werde ein Beobachter auf der Erde im Kreise *ABCDEF* um die Sonne getragen, er denke sich aber ruhend in dem Mittelpunkte der Bewegung *S*. Wir wollen nun untersuchen, wie sich ihm die scheinbare Bewegung des zunächst als ruhend gedachten Planeten *P* darstellt. Es sei zuerst der Beobachter in *A*, so sieht er den Planeten wirklich in der Richtung und Entfernung *AP*. Da er aber, der Voraussetzung nach, im Mittelpunkte *S* zu sein glaubt, so versetzt er den Planeten, in gleicher Richtung und Entfernung, nach *a*. Während er unbewußt von *A* nach *B* fortrückt, scheint ihm der Planet, da er immer in *S* zu sein glaubt, rückwärts von *a* nach *b* zu gehen, er versetzt ihn nach *b*, so daß *Sb* gleich und parallel *BP* ist. Entfernt er sich dann durch den Bogen *BCD* vom Planeten, so scheint dieser in umgekehrter Richtung, also durch *bcd*, sich zu entfernen. Bewegt er sich weiter von links nach rechts durch *DE*, so scheint der Planet sich von rechts nach links durch *de* zu bewegen. Nähert er sich endlich dem Planeten durch *EFA*, so scheint auch dieser ihm näher zu kommen durch *efa*, bis er schließlich in *A* wieder wie zu Anfang den Planeten nach *a* versetzen wird. So scheint also der wirklich in Ruhe befindliche Planet *P* dem scheinbar (in *S*) ruhenden Beobachter den Kreis *abcdefa* zu durchlaufen, der das Spiegelbild des vom Beobachter wirklich beschriebenen Kreises *ABCDEFA* ist.

Ist nun der Planet P gleichfalls in Bewegung, so wird seine scheinbare Kreisbewegung sich mit der wirklichen Vorwärtsbewegung verbinden und er dann einen Kreis um ein sich bewegendes Zentrum beschreiben. So haben wir also die scheinbare Bewegung der Planeten um einen bewegten Mittelpunkt, wie sie bei Betrachtung des Ptolemäischen Systems geschildert ist. Wir sahen dort, daß in diesem System die Planetenbewegungen dargestellt werden, indem man einen fingierten Planeten annimmt, der am Himmel in regelmäßiger Bewegung fortschreitet, während der wirkliche Planet um diesen fingierten als Mittelpunkt einmal im Jahre kreist. Es ist nun diese progressive Bewegung des fingierten Planeten im Falle von Mars, Jupiter und Saturn in der Tat die Bewegung des wirklichen Planeten um die Sonne, während der Kreis, den der wirkliche Planet um den fingierten beschreibt,

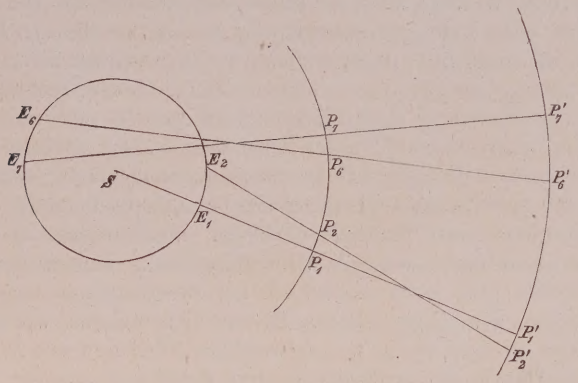


Fig. 15. Direkte und retrograde Bewegungen.

nur eine Scheinbewegung und das Spiegelbild der Bewegung der Erde um die Sonne ist. Vergleicht man die epizyklische Bewegung in Fig. 10 mit der in Fig. 14 veranschaulichten Bewegung, so findet man, daß sie in jeder Einzelheit übereinstimmen, wenn man sich die Bewegung von P in Fig. 14 an die Sphäre projiziert denkt. Bei den inneren Planeten Merkur und Venus ist die epizyklische Bewegung, der zufolge sie um die Sonne hin und her zu oszillieren scheinen, bedingt durch ihre Bahnbewegung um die Sonne, während die fortschreitende Bewegung, mit der sie der Sonne folgen, aus der Bewegung der Erde um die Sonne resultiert.

Wir sehen nun leicht ein, wie die retrograden Bewegungen und die Stillstände der Planeten ihre Erklärung im Kopernikanischen System finden. Die Erde und alle Planeten bewegen sich um die Sonne im gleichen Sinne von Westen nach Osten. Befinden sich die Erde und ein äußerer Planet auf derselben Seite der Sonne, z. B. in E_1 und P_1 (Fig. 15), so bewegen sie sich nach derselben Richtung, nach E_2 und P_2. Da aber die Erde schneller

in ihrer Bahn läuft als der Planet, so wird letzterer sich einem Beobachter auf der Erde nach Westen, also rückläufig, zu bewegen scheinen, während seine wirkliche Bewegung nach Osten gerichtet ist; er wird also an der unendlich entfernten Sphäre von P_1' (der Projektion von P_1) scheinbar nach P_2' (der Projektion von P_2) rücken. Geht die Erde auf die andere Seite der Sonne (nach E_6 und E_7), so wird ihre Bewegungsrichtung der des Planeten entgegengesetzt (P_6 und P_7), und es wird daher die nach Osten gerichtete Bewegung des letzteren um die ganze Bewegung der Erde vermehrt, d. h. er scheint an der Sphäre den Bogen $P_6'P_7'$ zurückzulegen. Zwischen diese beiden Bewegungsrichtungen fällt eine Stelle, wo sich der Planet gar nicht zu bewegen scheint; diese ist also der Stillstands- oder *stationäre Punkt.* Bei den inneren Planeten Venus und Merkur ist die scheinbare Bewegung rückläufig (nach Westen), wenn der Planet sich zwischen uns und der Sonne befindet, da seine Bahngeschwindigkeit größer ist als die der Erde. Im weiteren Laufe erscheint er dann, und zwar westlich von der Sonne, stationär und wird, wenn er auf die andere Seite der Sonne kommt, rechtläufig. Allgemein ist die Bewegung eines Planeten immer direkt (nach Osten), wenn die zwischen entsprechenden Punkten seiner Bahn und der Erdbahn gezogenen Linien sich zwischen Planet und Erde schneiden, und rückläufig (nach Westen), wenn sie sich außerhalb der Planetenbahn bei äußeren Planeten, außerhalb der Erdbahn bei inneren Planeten schneiden. Die Bewegung ist Null, oder der Planet ist stationär, wenn die Verbindungslinien einander parallel sind.

Wir wollen jetzt einen Augenblick bei Betrachtungen verweilen, die es ermöglichen, dem Ptolemäischen System Gerechtigkeit widerfahren zu lassen, indem sie zeigen, ein wie notwendiger Schritt in der Entwicklung der wahren Theorie der Bewegungen im Sonnensystem dasselbe war. Der große Wert des Systems bestand in der Zerlegung der scheinbar verwickelten Planetenbewegungen in eine Kombination zweier Kreisbewegungen, der des fingierten Planeten rund um den Himmel, der des wirklichen um den fingierten. Ohne diese Trennung hätten die beständigen Vor- und Rückwärtsschwingungen der Planeten nur die Vorstellung von einer Bewegung hervorrufen können, die zu verwickelt ist, als daß man sie aus mechanischen Prinzipien erklären könnte. Richtete man aber, ohne Rücksicht auf die regelmäßig fortschreitende Bewegung des fingierten Planeten, die Aufmerksamkeit auf die epizyklische Bewegung allein, so mußte die merkwürdige Analogie zwischen dieser und der scheinbaren jährlichen Bewegung der Sonne hervortreten. Sah man dies ein, so war im geometrischen Sinne nur ein kleiner Schritt zu der Erkenntnis erforderlich, daß die Sonne und nicht die Erde der Mittelpunkt der planetarischen Bewegungen sei. Dann verhinderte also nur die Sinnestäuschung die Annahme, daß die Erde selbst als ein Planet die Sonne umkreise, und daß die jährliche Bewegung der letzteren wie die epizyklische Bewegung der Planeten nicht reelle, sondern scheinbare Be-

wegungen seien, welche von der Bewegung der Erde selbst herrühren. Die heliozentrische Theorie hätte kaum auf einem anderen Wege als auf diesem entwickelt werden können.

Das Kopernikanische System bietet die Mittel, die Verhältnisse im Sonnensystem oder die relativen Entfernungen der verschiedenen Planeten mit großer Schärfe zu bestimmen, das heißt anzugeben, wenn wir als Einheit der Entfernung die der Erde von der Sonne nehmen, wieviele solcher Einheiten die Entfernung eines jeden anderen Planeten beträgt, obschon die Länge des Maßes selbst unbekannt bleibt. Diese Bestimmung beruht darauf, daß der scheinbare, vom Planeten beschriebene Epizykel (Fig. 14) ebenso groß ist als der wirkliche, von der Erde um die Sonne beschriebene Kreis. Je näher also der Beobachter diesem Kreise ist, desto größer wird er ihm erscheinen. Der scheinbare Epizykel des äußersten bekannten Planeten, des Neptun, hat einen Halbmesser von etwas weniger als 2°, d. h. der wahre Neptun weicht infolge der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne etwas weniger als 2° zu beiden Seiten seiner mittleren Stellung aus; umgekehrt folgt daraus, daß die Erdbahn, vom Neptun aus gesehen, einen Winkel von etwas weniger als 4° (genauer 3° 50′) einschließt. Andererseits schwingt Mars im allgemeinen mehr als 40°, mitunter selbst mehr als 45° aus. Eine einfache trigonometrische Rechnung zeigt, daß seine mittlere Entfernung von der Sonne etwa 1½mal die der Erde ist, und die Veränderlichkeit der scheinbaren Ausweichung beweist, daß die Entfernung zu verschiedenen Zeiten verschieden ist.

Da es nicht uninteressant ist, zu sehen, wie genau Kopernikus die Planetenentfernungen zu bestimmen vermochte, so stellen wir in der folgenden Tafel die von ihm bestimmten Werte für die Entfernungen der Planeten von der Sonne mit den wahren Daten zusammen. Als Einheit ist die Entfernung der Erde genommen.

Planeten	Kleinste Entfernung		Größte Entfernung	
	Kopernikus	wirkl.	Kopernikus	wirkl.
Merkur . .	0.326	0.308	0.405	0.467
Venus . .	0.709	0.718	0.730	0.728
Mars . . .	1.373	1.382	1.666	1.666
Jupiter . .	4.980	4.952	5.453	5.454
Saturn . .	8.66	9.00	9.76	10.07

Berücksichtigt man die Unvollkommenheit der Beobachtungsmittel jener Zeit, so sind diese Resultate schon recht genau zu nennen. Die verhältnismäßig größte Abweichung findet sich bei Merkur, der auch jetzt noch unter allen großen Planeten am schwersten zu beobachten ist.

Die Exzentrizitäten der Bahnen wurden von Kopernikus auf die folgende Weise ermittelt. Er verlegte das Zentrum der Kreisbahnen der Planeten nicht in die Sonne, sondern um einen kleinen Betrag, die Exzentrizität, daneben. Es war aber lange bekannt, daß die Theorie der gleichförmigen

Bewegung in einem exzentrischen Kreise, obschon sie die Unregelmäßigkeiten in der Winkelbewegung des Planeten ganz richtig darstellt, doch die wirklichen Änderungen der Entfernung verdoppelt. Kopernikus nahm daher für die Exzentrizität einen Mittelwert an zwischen jenem, welcher der Bewegung in Länge genügen, und dem, welcher die Distanzänderungen geben würde, und fügte dementsprechend einen kleinen Epizykel von einem Drittel dieser Exzentrizität hinzu; so stellte er dann, in der Voraussetzung, der Planet mache zwei Umläufe in diesem Epizykel während eines Umlaufes um die Sonne, beide Unregelmäßigkeiten dar[1]).

Das Werk des Kopernikus war der größte je in der Astronomie gemachte Schritt. Aber auch Kopernikus zeigte nur, welche scheinbaren Bewegungen am Himmel reell sind, und welche aus der Bewegung des Beobachters folgen. In anderer Hinsicht gründete sich nicht nur sein Werk auf Ptolemäus, sondern teilte er auch viele Anschauungen der alten Philosophie über die Natur der Dinge. Wie Ptolemäus hielt auch Kopernikus den Himmel für eine Sphäre und alle himmlischen Bewegungen für einfach oder zusammengesetzt kreisförmig. Auf die Einwürfe des Ptolemäus gegen die Theorie der Erdbewegung erwiderte er, daß dieser Forscher sie als eine gewaltsame Bewegung betrachte und ganz vergesse, daß sie, wenn vorhanden, eine natürliche Bewegung sein müsse, deren Gesetze von jenen der plötzlichen, heftigen vollständig verschieden seien. So war seine Argumentation in der Tat zum Teil ohne wissenschaftliche Grundlage, obschon seine Schlußfolgerung korrekt war. Indessen tat Kopernikus wohl alles, was unter den gegebenen Umständen getan werden konnte. Seine Hypothese eines kleinen Epizykels von einem Drittel der Exzentrizität stellte die Bewegungen der Planeten um die Sonne mit aller damals erreichbaren Genauigkeit dar; es war jedoch, in Ermangelung jeder Kenntnis der Bewegungsgesetze, unmöglich, eine dynamische Basis für die Theorie der Planetenbewegung zu gewinnen.

2. Schiefe der Ekliptik, Jahreszeiten usw. im Kopernikanischen System.

Wir haben nun die Beziehungen des Äquators und der Ekliptik zu dem neuen System zu erklären. Da nach demselben die Himmelskugel nicht

---

[1]) Mathematisch läßt sich die Theorie des Kopernikus so ausdrücken: Wenn e die Exzentrizität, g die mittlere Anomalie des Planeten bezeichnet, so lassen sich die rechtwinkligen Koordinaten in folgender Form geben:

$$x = a\,(\cos g - e + \tfrac{1}{3}\, e \cos 2\, g)$$
$$y = a\,(\sin g + \tfrac{1}{3}\, e \sin 2\, g),$$

während die Näherungsformeln der elliptischen Bewegung sind:

$$x = a\,(\cos g - \tfrac{3}{2}\, e + \tfrac{1}{2}\, e \cos 2\, g)$$
$$y = a\,(\sin g + \tfrac{1}{2}\, e \sin 2\, g).$$

Beide stimmen überein, wenn wir statt e in den ersten Formeln $\tfrac{3}{2}\, e$ setzen.

wirklich rotiert, so fragt sich zunächst, was die Bedeutung von Achse und Polen ist, um die sie sich zu drehen scheint. Die Antwort hierauf ist, daß die Himmelspole die beiden Punkte unter den Sternen angeben, nach welchen die Erdachse gerichtet ist. In Fig. 16 seien n und s Nord- und Südpol der Erde; verlängert man die durch sie gegebene Erdachse bis an die scheinbare Himmelskugel, so sind N und S Nord- und Südpol an derselben. Ebenso gibt, wenn $a\,q$ der Erdäquator ist, seine verlängerte Richtung den Himmelsäquator AQ, der die Himmelskugel in zwei Hälften teilt. Dreht sich nun die Erde um ihre Achse $n\,s$ (wie der kleine Pfeil andeutet), so wird sich die Himmelskugel um ihre gedachte Achse NS, aber in umgekehrter Richtung zu drehen scheinen, und zwar Punkte (Sterne) in der Nähe des Pols sehr wenig (Polarstern), Punkte am Äquator am schnellsten (wie die Pfeile bei N und Q andeuten), ganz entsprechend der Bewegung von ähnlich liegenden

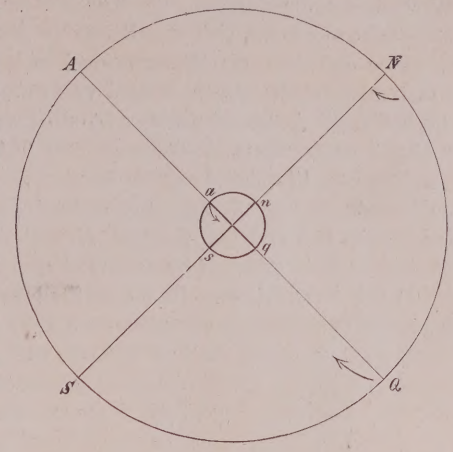


Fig. 16.

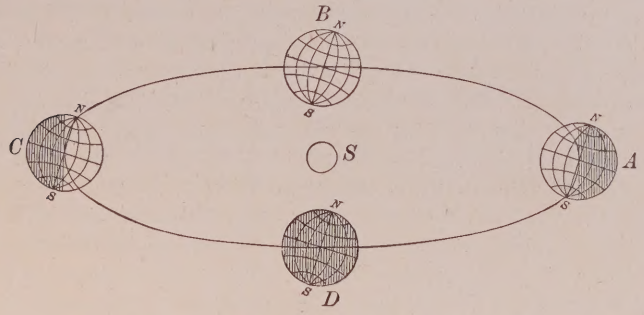


Fig. 17. Bahn der Erde um die Sonne (schematisch).

Punkten der Erdoberfläche. Da der Pol das ganze Jahr hindurch am Himmelsgewölbe unverändert an derselben Stelle erscheint, so folgt, daß bei der Bewegung der Erde um die Sonne die Erdachse stets dieselbe absolute Richtung behält (s. Fig. 17). Früher sahen wir jedoch (S. 14), daß eine sehr langsame, aber fortdauernde Bewegung des Pols unter den Sternen, die Präzession,

existiert; daraus folgt, daß die Richtung der Erdachse sich im Laufe der Jahre allmählich verändert.

Wir wollen jetzt etwas näher die Beziehung der Erde zur Sonne, den Wechsel der Jahreszeiten, die Äquinoktien usw. betrachten. Wie früher beschrieben, scheint sich die Sonne in einem Ekliptik genannten Kreise in einem Jahre um die Himmelskugel zu bewegen. Ekliptik und Himmelsäquator sind unter einem Winkel von etwa[1]) $23\frac{1}{2}^0$ gegeneinander geneigt, das heißt: die Achse der Erde steht nicht senkrecht auf ihrer Bahn, sondern trifft sie unter einem Winkel von etwa $66\frac{1}{2}^0$ (Fig. 17).

Die Fig. 17 zeigt die Erde in vier verschiedenen Stellungen auf ihrer Jahresbahn um die Sonne. In der Stellung A ist der Südpol S der Sonne zugekehrt, während der Nordpol N und die ganze Gegend innerhalb des nördlichen Polarkreises (der vom Pol also $23\frac{1}{2}^0$, vom Äquator $66\frac{1}{2}^0$ absteht) im Dunkel liegt. In dieser Stellung (Dezember) geht demnach die Sonne den Bewohnern der arktischen Zone niemals auf, denen der antarktischen niemals unter; die nördliche Erdhälfte hat Winter, die südliche Sommer. Außerhalb dieser Zonen geht die Sonne auf und unter, und die relative Länge von Tag und Nacht an irgendeinem Erdpunkte kann durch Betrachtung der Kreise, längs deren die betreffenden Orte infolge der täglichen Rotation sich bewegen, genähert erkannt werden. Zu größerer Deutlichkeit ist die Stellung A in Fig. 18 vergrößert wiederholt: Die sechs geneigten Linien sind Projektionen der Polarkreise, der Wendekreise und dazwischen der Parallelkreise von ca. 50° (Breite des mittleren Deutschland); AQ ist der Äquator, NS die Erdachse. Wir sehen, daß ein Punkt auf dem arktischen Kreise, $66\frac{1}{2}^0$ nördliche geographische Breite, gerade die Trennungslinie von Licht und Finsternis einmal in einem Tage berührt; das heißt: die Sonne zeigt sich einmal am Tage gerade im Horizont. Vom Parallelkreise 50° liegen etwa zwei Drittel auf der dunklen und ein Drittel auf der hellen Seite, und für jeden auf ihm gelegenen Orte sind die Nächte ungefähr doppelt so lang als die Tage. Je weiter wir nach Süden kommen, desto größer werden die im Hellen und desto kleiner die im Dunkeln liegenden Teile der Kreise, desto länger also die Tage und desto kürzer die Nächte, bis endlich am Äquator beide gleich werden. Vom Äquator nach Süden zu kehren sich die Verhältnisse um: die Tage werden um so länger, die Nächte um so kürzer, je näher wir dem Südpole kommen, und auf dem Südpolarkreise, also unter $66\frac{1}{2}^0$ südlicher Breite, liegende Punkte haben die Sonne nur einmal in 24 Stunden am Horizont, sonst stets über ihm. Zwischen Südpolarkreis und Südpol selbst endlich

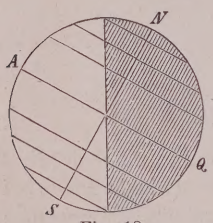


Fig. 18.

[1]) Der genaue Wert der Schiefe der Ekliptik für 1900.0 ist $\varepsilon = 23^0\ 27'\ 8''.26$. Er nimmt jährlich um $0''.46845$ ab.

geht die Sonne in dieser Zeit überhaupt nicht unter. Dies ist demnach der Sommer für die südliche, der Winter für die nördliche Erdhälfte.

Wir gehen nun, drei Monate weiter, zu der Stellung *B* (Fig. 17), welche die Erde gegen Ende März einnimmt. Verlängert man hier die Ebene des Äquators, so geht sie direkt durch die Sonne; letztere erscheint somit im Himmelsäquator. Alle Parallelkreise liegen jetzt zur Hälfte in der dunkeln Hemisphäre, die in der Figur nicht sichtbar ist. Tage und Nächte sind demnach auf der ganzen Erde von gleicher Länge. In der Stellung *C*, welche die Erde im Juni einnimmt, ist alles wie in *A*, nur sind die Erscheinungen in beiden Hemisphären umgekehrt; da jetzt der Nordpol der Sonne zugewendet ist, so hat nun die nördliche Halbkugel die längsten Tage, die südliche die längsten Nächte. In *D* endlich, wohin die Erde im September gelangt, sind Tage und Nächte wiederum von gleicher Länge, wie in *B*, und aus dem gleichen Grund. Die Figur zeigt hier entsprechend nur die dunkle Erdhälfte. So sind alle die scheinbar verwickelten Erscheinungen, die früher beschrieben wurden, vollständig und auf die einfachste Weise durch das neue System erklärt. Wir wollen jetzt sehen, wie dasselbe durch die unmittelbaren Nachfolger des Kopernikus ergänzt und erweitert wurde.

3. Tycho Brahe.

Nach Aufstellung des Kopernikanischen Systems war ein großer Fortschritt nur möglich entweder auf Grund einer tieferen Einsicht in die Gesetze der Bewegung oder durch genauere Beobachtungen über die Stellungen der Himmelskörper. In der letzteren Richtung erfolgte der Fortschritt zuerst, und zwar durch den Dänen Tycho Brahe, der, drei Jahre nach dem Tode des Kopernikus geboren, zu Ende des 16. Jahrhunderts die besten Instrumente, teils selbst erfundene, teils wesentlich verbesserte, über 20 Jahre lang zur sorgfältigen und eifrigen Beobachtung der Himmelskörper verwandte. Da er indessen das Fernrohr noch nicht kannte, so wurden seine Beobachtungen durch die schärferen der folgenden Zeiten weit übertroffen, und sie verdanken Wert und Berühmtheit hauptsächlich dem Umstande, daß sie Kepler die Mittel zur Auffindung der Gesetze der planetarischen Bewegung gewährten.

Als Theoretiker war Tycho nicht glücklich. Er verwarf das Kopernikanische System hauptsächlich aus einem Grunde, der zu seiner Zeit nicht ohne Gewicht war, nämlich wegen der unfaßbaren Entfernung, in der die Fixsterne stehen mußten, wenn dieses System richtig sein sollte. Wir sahen (S. 40), wie sich in der epizyklischen Bewegung der Planeten die jährliche Bewegung der Erde um die Sonne abspiegelt. Die außerhalb des Sonnensystems befindlichen Fixsterne mußten sich, wenn die Theorie des Kopernikus richtig war, in derselben Weise zu bewegen scheinen. Aber weder die Beob-

achtungen des Tycho noch die seiner Vorgänger hatten eine solche Bewegung verraten. Die Anhänger des Kopernikus konnten hierauf nur erwidern, die Entfernung der Fixsterne müsse so groß sein, daß die Erdbewegung an ihnen nicht wahrgenommen werden könne, und daß selbst der Durchmesser der Erdbahn nur eine unmerklich kleine Größe gegen den Abstand der Sterne sei. Da eine halbjährliche Ortsveränderung von 3 bis 4 Bogenminuten, also etwa dem neunten Teile des Monddurchmessers, von Tycho sehr wohl entdeckt werden konnte, so mußte man die Entfernung der Fixsternsphäre mindestens 1000mal so groß als die der Sonne oder mindestens 100mal so groß als die des Saturn, des äußersten damals bekannten Planeten, annehmen. Daß ein so weiter leerer Raum zwischen der Saturnbahn und den Fixsternen liegen sollte, schien vollkommen unglaublich; denn für die Naturphilosophen galt seit Aristoteles als Axiom, der Natur widerstrebe die Leere, und sie lasse einen leeren Raum nicht unausgefüllt. Gleichwohl waren die Gründe des Kopernikus für die Bewegung der Erde zu überzeugend, als daß sie hätten beseitigt werden können. Tycho stellte deshalb ein System auf, welches sich aus dem Ptolemäischen und Kopernikanischen zusammensetzte; er nahm an, die fünf Planeten bewegten sich zwar um die Sonne, die Sonne selbst sei aber in Bewegung um die Erde, die demnach in Ruhe im Mittelpunkte des Universums bleibe.

Vielleicht war es ein Glück für die Lehre des Kopernikus, daß die astronomischen Instrumente des Tycho nicht auf einer höheren Stufe der Vollendung standen. Hätte er gefunden, daß die jährliche Parallaxe der Fixsterne noch nicht eine Sekunde beträgt, und daß dieselben also mindestens 200000mal so weit von der Erde entfernt sein müssen als die Sonne, so würden die Astronomen, die zur plötzlichen Erweiterung ihres kosmischen Ideenkreises auf solche Ausdehnung noch nicht fähig waren, gefolgert haben, Ptolemäus müsse im Recht, Kopernikus im Irrtum sein.

Tycho bildete sein System nie aus. Er hatte kaum Anhänger von irgendwelcher Bedeutung; die Erfindung des Fernrohrs beseitigte die letzten Zweifel an der Richtigkeit des Kopernikanischen Systems, ehe ein neues hätte Fuß fassen können.

4. Kepler.

Es bedurfte eines eigentümlichen Zusammentreffens von Umständen, um verhältnismäßig bald nach dem Bekanntwerden der Kopernikanischen Lehre einen weiteren Ausbau dieser Errungenschaft zu ermöglichen. Vor allem war hierzu ein Mann erforderlich wie Kepler, von tief spekulativem Geiste, streng mathematisch geschult, unermüdlich und von eisernem Fleiße. Und ein gütiges Schicksal mußte es fügen, daß Kepler mit Tycho Brahe in Berührung kam, zunächst sein Gehilfe und später sein Nachfolger als kaiserlicher Mathematiker in Prag wurde. Als solcher übernahm Kepler die Ver-

pflichtung, aus Tychos Beobachtungen neue Planetentafeln zu berechnen, und dieser Verpflichtung ist er in der mustergültigsten Weise nachgekommen; er hat mit den Tychonischen Beobachtungen das Äußerste geleistet, was sie bieten konnten, er hat aus ihnen seine berühmten Gesetze der Planetenbewegung abgeleitet. Kopernikus hatte, wie wir gesehen, die Hypothese der Alten angenommen, daß alle himmlischen Bewegungen aus gleichförmigen Kreisbewegungen zusammengesetzt seien, und war so genötigt worden, einen kleinen Epizykel einzuführen, der die Unregelmäßigkeiten der Bewegung erklären sollte. Tychos Beobachtungen übertrafen nun die seiner Vorgänger so weit, daß sie Kepler das Ungenügende dieser Annahme deutlich zeigten. Mit glücklichem Griff wählte er den Mars, welcher der Erde nahe kommt, und dessen Bahn eine starke Exzentrizität besitzt, zu seinen Untersuchungen aus. Die geniale Verwertung der tychonischen Beobachtungen dieses Planeten führte ihn nach unendlich mühevollen Rechnungen zu der Erkenntnis, daß die Marsbahn sicher nicht kreisförmig, sondern vielmehr eine Ellipse mit der Sonne in dem einen Brennpunkte sei. Unter dieser Annahme konnte Kepler in der Tat die beobachtete Bewegung des Planeten darstellen, wenn er zugleich dessen Geschwindigkeit in der Bahn als veränderlich betrachtete. So gelangte er schließlich zu den beiden ersten seiner berühmten drei Gesetze der planetarischen Bewegung, die er in seinem Werke „Astronomia nova ... de motibus stellae Martis, Pragae 1609“ veröffentlichte.

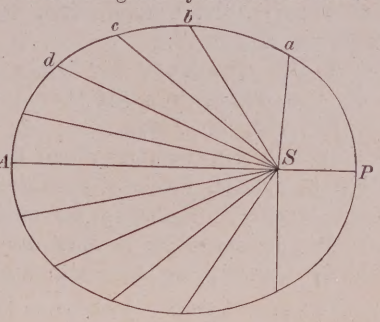


Fig. 19.

1. Die Bahn jedes Planeten ist eine Ellipse mit der Sonne in einem der Brennpunkte.

2. Bei der Bewegung um die Sonne beschreibt der Radiusvektor eines Planeten in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume.

Es sei PA (Fig. 19) die Ellipse, in der sich ein Planet bewegt, und in dem einen Brennpunkte S stehe die Sonne. Im Punkte P, dem *Perihelium*, ist der Planet der Sonne am nächsten. Von hier entfernt er sich, über $a\,b\,c\,d$, bis er in A, dem *Aphelium*, am weitesten von der Sonne absteht. Dann nähert er sich ihr allmählich wieder durch den anderen Teil seiner Bahn und erreicht endlich wieder das Perihel, um den Lauf in gleicher Weise ohne Aufhören fortzusetzen.

Von P ausgehend, wollen wir nun die Stellung des Planeten in seiner Bahn am Schlusse von gleichen Zeitintervallen, z. B. von je 30 Tagen, betrachten. Es seien $a\,b\,c\,d$ die vier ersten der Stellungen, die der Planet nach je 30 Tagen erreicht. Verbinden wir diese Punkte wie auch P mit der Sonne

durch Linien (*Radii vectores* oder Leitstrahlen), so erhalten wir vier Flächenräume, die der Radiusvektor des Planeten in je 30 Tagen überstreicht, und die nach dem zweiten Keplerschen Gesetz einander gleich sind.

Erst zehn Jahre später fand Kepler auf rein spekulativem Wege[1]) das letzte seiner drei Gesetze, welches eine Relation zwischen den Bahnen der verschiedenen Planeten darstellt. Schon Kopernikus wußte, daß die Umlaufszeit eines Planeten um so größer ist, je weiter er von der Sonne absteht, und zwar nicht nur, weil die Bahn von größerem Umfange, sondern auch, weil die Bewegung wirklich eine langsamere ist. Saturn z. B., 9½mal so weit von der Sonne entfernt als die Erde, würde bei gleich schneller Bewegung seinen Umlauf um die Sonne in 9½ Jahren vollenden; er braucht aber in Wirklichkeit über 29 Jahre. Er bewegt sich also noch nicht mit einem Drittel der Erdgeschwindigkeit. Kopernikus fand indessen die zwischen Entfernungen und Umlaufszeiten bestehende Beziehung nicht auf, welche Kepler so aussprach:

3. Die Quadrate der Umlaufszeiten der Planeten verhalten sich wie die Kuben (dritten Potenzen) ihrer mittleren Entfernungen von der Sonne.

Die Übereinstimmung dieses Gesetzes mit der Wirklichkeit zeigt die folgende Tabelle, welche die mittleren Entfernungen, wie sie Kepler bekannt waren, in Einheiten der mittleren Erdentfernung, die Umlaufszeit oder Revolutionsperiode (Einheit das Erdjahr), sowie die Kuben der ersteren und die Quadrate der letzteren enthält:

Planeten	Distanz	Periode	Kubus der Distanz	Quadrat der Periode
Merkur . .	0.387	0.241	0.058	0.058
Venus . .	0.723	0.615	0.378	0.378
Erde . . .	1.000	1.000	1.000	1.000
Mars . . .	1.524	1.881	3.540	3.538
Jupiter . .	5.203	11.86	140.8	140.7
Saturn . .	9.539	29.46	868.0	867.9

So war also die alte Theorie, daß die Bewegungen der Himmelskörper in Kreisen erfolge oder wenigstens in Bahnen, die aus Kreisen zusammengesetzt sind, mit Keplers Gesetzen für immer beseitigt. Die Ellipse trat an

[1]) Mit begeisterter Schwärmerei sagt er selbst in seinem Werke „Harmonices mundi Libri V, Lincii 1619" darüber: „Endlich also habe ich das ans Licht gebracht und über all mein Hoffen und Erwarten als wahr befunden, daß die ganze Natur der Harmonien in ihrem ganzen Umfange und nach all ihren Einzelheiten in den himmlischen Bewegungen vorhanden ist, nicht zwar auf die Weise, wie ich mir's früher gedacht, sondern auf eine ganz andere durchaus vollkommene Weise" . . . „Verzeiht ihr, so freut mich's, zürnet ihr, so trag' ich's; hier werfe ich die Würfel und schreibe ein Buch, zu lesen der Mitwelt oder der Nachwelt, gleichviel; es wird seines Lesers Jahrtausende harren, wenn Gott selbst sechs Jahrtausende lang den erwartet hat, der sein Werk beschaute."

die Stelle des Kreises und eine veränderliche Bahnbewegung an die Stelle der gleichförmigen.

5. Von Kepler bis Newton.

Soweit die Bestimmung der Gesetze der planetarischen Bewegungen nach dem damaligen Stande der astronomischen Beobachtung möglich war, ließ Kepler fast nichts zu tun übrig. War Lage und Größe der elliptischen Bahn, in der sich ein Planet bewegt, sowie der Punkt der Bahn gegeben, an dem er sich zu irgendeiner Zeit befindet, so war man zu jener Zeit zu dem Glauben berechtigt, daß es möglich sei, die Position des Planeten für alle zukünftigen Zeiten zu berechnen. Mehr als dies konnte die mathematische Wissenschaft damals nicht leisten; sie konnte nur eine geometrische Deutung, keine mechanische Erklärung der Bewegungserscheinungen liefern. Es ist wahr, daß die auf solche Art vorausgesagten Stellungen der Planeten nicht in voller Übereinstimmung mit den beobachteten gefunden wurden; und hätte Kepler über die genauen Beobachtungen der Gegenwart verfügt, so würde er gesehen haben, daß seine Gesetze die planetarischen Bewegungen nur annähernd richtig darstellen. Er würde nicht allein bemerkt haben, daß die elliptischen Bahnen ihre Lage im Raume allmählich ändern, sondern auch, daß die Planeten bald nach einer, bald nach der anderen Richtung abweichen, daß die von den Radiivectores überstrichenen Flächen bald größer, bald kleiner sind, und daß eine Vorausberechnung auf längere Zeit nicht möglich war. So lange aber die Fragen unbeantwortet blieben, warum sich die Planeten in elliptischen Bahnen bewegen, warum die Radiivectores den Zeiten proportionale Flächen beschreiben, warum die im dritten Gesetz ausgesprochene Beziehung zwischen Entfernungen und Umlaufszeiten besteht, so lange mußte es vollends unmöglich sein, zu sagen, warum die Planeten von diesen Gesetzen abweichen. Die Antwort auf jene Fragen war erst möglich, nachdem die zu Keplers Zeiten unbekannten allgemeinen Gesetze der Bewegung klar erkannt waren und die geometrische Erklärungsweise einer mechanischen Platz gemacht hatte.

Den ersten großen Schritt in der Erforschung dieser Gesetze tat Galilei, der große Zeitgenosse Keplers. Er untersuchte experimentell die Bewegung irdischer Körper unter dem Einfluß der Schwere, den Fall, das Gleiten, die Schwingung. Mit ihm beginnt, so dürfen wir sagen, für die exakten Wissenschaften das Zeitalter einer gesunden Induktion, während bis dahin die Methode der Deduktion und Spekulation geherrscht hatte. Als Begründer der dynamischen Wissenschaft, als Verteidiger des Kopernikanischen Systems, als Märtyrer dieser Lehre, die er als wahr erkannt hatte und zu verbreiten suchte, ist Galilei vielleicht der interessanteste Charakter seiner Zeit. Jeder an dem Kopernikanischen System etwa noch haftende Zweifel wurde beseitigt durch die Entdeckungen, die Galilei mit dem Fernrohre machte. Die Phasen

der Venus zeigten ihm, daß dieser Planet gleich der Erde ein an sich dunkler, kugelförmiger Körper ist, der sein Licht von der Sonne erhält. In dem System des Jupiter mit seinen Satelliten war das Sonnensystem, wie Kopernikus es darstellte, in kleinem Maßstabe wiederholt. Aus keiner vertrauenswerten Quelle konnte fernerhin Material zu einem Widerspruch gegen die neue Lehre geschöpft werden. Die Inquisition verbot zwar ihre Verbreitung als absolute Wahrheit, war aber damit einverstanden, sie als Hypothese bei der Berechnung der Bewegungen der Himmelskörper zuzulassen. Nur sollte nicht die Behauptung vertreten werden dürfen, daß diese Hypothese der Wirklichkeit entspräche. Da aber diese Behauptung in dem großen Werke des Kopernikus enthalten war, so verurteilte die Inquisition das Werk in seiner ursprünglichen Gestalt, bis gewisse Stellen verbessert seien. Eine korrigierte Ausgabe ist aber nie erschienen, und so blieb das Buch des Kopernikus volle zwei Jahrhunderte hindurch auf dem „Index librorum prohibitorum". Das allgemeine Verbot von Büchern über das heliozentrische System verschwand 1758 vom Index. Im Jahre 1822 wurde in Rom der Druck eines Buches zugunsten des Kopernikanischen Systems ausdrücklich gestattet. Endlich, im Jahre 1835, fand man sich veranlaßt, das veraltete Verbot gegen die betreffenden Schriften von Kopernikus, Kepler und Galilei in der neuen Indexausgabe zu streichen.

Den ersten Versuch, die Bewegungen der Himmelskörper auf eine allgemeine Ursache zurückzuführen, machte Descartes (Cartesius) in seiner berühmten Wirbeltheorie, die für einige Zeit sogar der Gravitationstheorie das Feld streitig machte. Dieser Philosoph nahm an, die Sonne (wie die übrigen Fixsterne) befinde sich in einem feinen, nach jeder Richtung unermeßlich ausgedehnten Fluidum. Durch ihre Rotation setze sie die zunächst liegenden Teile des Fluidums in rotierende Bewegung; diese teilten ihre Bewegungen entfernteren Partikeln mit, bis schließlich die ganze Masse wie ein Strudel oder Wirbel rotiere. In diesem Ätherwirbel würden die Planeten um die Sonne getragen. Die entfernteren Planeten bewegten sich langsamer, weil die entfernteren Teile des Äthers durch die Rotation der Sonne weniger affiziert würden. In dem großen Wirbel des Sonnensystems befänden sich kleinere, mit je einem Planeten im Zentrum, um den sich, im Äther schwimmend, die Satelliten bewegten. Hätte Descartes zeigen können, daß die Teile dieses Wirbels in Ellipsen sich bewegten, in deren einem Brennpunkte die Sonne steht, daß sie gleiche Flächen in gleichen Zeiten beschrieben, und daß die Geschwindigkeiten sich dem dritten Keplerschen Gesetze gemäß ändern müßten, so würde seine Theorie genügt haben. Da er dies aber nicht vermochte, muß seine Hypothese eher als Rückschritt, denn als Fortschritt der Wissenschaft betrachtet werden. Die hohe Bedeutung des Philosophen Descartes und die große Zahl seiner Schüler sicherten seiner Anschauung indessen große Verbreitung, und wir finden unter ihren Anhängern sogar einen Mathematiker wie Johann Bernoulli.

Nach Galilei war es hauptsächlich Huygens, der den Weg zur Lehre von der allgemeinen Attraktion ebnete. Als Mathematiker, Physiker und Beobachter gleich groß, nimmt er in der Geschichte der physikalischen Wissenschaften einen hohen Rang ein. Er entdeckte die Gesetze der Zentrifugalkraft, und hätte er diese einfach auf das Sonnensystem angewandt, so würde er zu dem Resultate geführt worden sein, daß die Planeten in ihren Bahnen erhalten werden durch eine Kraft, die im Verhältnis des Quadrats ihrer Entfernung von der Sonne abnimmt. Der Weg zur Theorie der Gravitation hätte danach kaum verfehlt werden können. Aber die große Entdeckung schien einen besonders für sie geschaffenen Geist zu fordern.

KAPITEL III.

Die allgemeine Schwere.

1. Newton.

Die wirkliche Bedeutung von Newtons Entdeckung der allgemeinen Schwere oder der *Gravitation* kann nicht hoch genug eingeschätzt werden. Seine große Tat war der Beweis, daß die Bewegungen der Himmelskörper durch eine allgemeine Kraft bestimmt sind, von der die Kraft, die den Apfel zur Erde fallen läßt, nur eine Erscheinungsform ist, und daß er auf diese Weise den himmlischen Bewegungen den Schleier des Geheimnisvollen raubte, in den sie früher gehüllt waren. Seinen Vorgängern schien die fortdauernde Bewegung der Planeten in Kreisen oder Ellipsen jeder auf der Oberfläche der Erde wahrgenommenen Bewegung so unähnlich zu sein, daß sie sich gar nicht vorstellen konnten, beides würde durch das gleiche Gesetz beherrscht, und es mußte ihnen, da sie kein Gesetz für die Planetenbewegungen kannten, durchaus glaublich erscheinen, daß die Himmelskörper sich in einer Weise bewegten, die nicht im geringsten mit den Gesetzen irdischer Bewegungen verwandt sei.

Die Vorstellung einer kosmischen, von Sonne oder Erde ausgehenden und die Bewegungen der Himmelskörper bedingenden Kraft entsprang zwar keineswegs erst dem Geiste Newtons. Selbst Ptolemäus und sogar ältere Philosophen hatten die dunkle Vorstellung von einer Kraft, die stets gegen das Zentrum der Erde oder, was für sie gleichbedeutend war, gegen das Zentrum des Universums gerichtet sei und nicht bloß den Fall schwerer Körper, sondern auch den Zusammenhalt des Weltalls bedinge. Auch Kepler behauptete, von spekulativen Betrachtungen ausgehend, das Vorhandensein einer die Planeten bewegenden Kraft, die in der Sonne ihren Sitz habe und

von ihr ausstrahle. Aber weder Ptolemäus noch Kepler konnten auf Grund der um uns wirkenden Gesetze eine einigermaßen befriedigende Erklärung dieser Kraft geben; auch war es in der Tat nicht möglich, eine klare Vorstellung von ihrer wahren Natur zu gewinnen ohne die Kenntnis der allgemeinen Bewegungsgesetze, zu der keiner der beiden Forscher je gelangte.

Der größte Irrtum, der fast alle Forscher bis zu Galileis Zeit gefangen hielt, war der, daß die fortdauernde Wirkung irgendeiner Kraft nötig sei, damit ein sich bewegender Körper in Bewegung erhalten bleibe. Daß selbst Kepler durchaus diese Anschauung teilte, zeigt die Tatsache, daß er eine Kraft, die nur in der Richtung nach der Sonne wirkt, für unzureichend hielt, die planetarischen Bewegungen zu erhalten, und daß er eine ergänzende Kraft für erforderlich erachtete, welche die Planeten beständig vorwärts stößt. Die letztere Kraft, meinte er, könne von der Rotation der Sonne um ihre Achse herrühren. Es ist schwer zu sagen — so allmählich dämmerte die große Wahrheit dem menschlichen Geiste auf —, wer der erste war, der klar einsah und aussprach, daß diese Ansicht vollständig irrig sei, und daß ein Körper, einmal in Bewegung, ohne Gegenwirkung oder Hinzukommen irgendeiner Kraft sich gleichmäßig und unaufhörlich vorwärts bewegen müsse. Leonardo da Vinci muß diese Wahrheit, eine Folge des Gesetzes der Trägheit, geahnt haben; versteckt enthalten war sie in Galileis Fallgesetzen und in der von Huygens aufgestellten Theorie der Zentralkräfte. Aber keiner dieser Forscher, auch Galilei nicht, hat sie unzweideutig und vollständig ausgesprochen, und so dürfen wir wohl sagen, daß erst Newton es war, der dieses Fundamentalgesetz nebst den daraus zu ziehenden Folgerungen vollkommen deutlich darlegte. Die Basis von Newtons Entdeckung bildeten die folgenden drei Bewegungsgesetze:

1. Ein in Bewegung befindlicher Körper, auf den keine Kraft wirkt, bewegt sich geradlinig und mit gleicher Geschwindigkeit unaufhörlich fort. (Trägheitsgesetz.)

2. Wirkt eine Kraft auf einen in Bewegung befindlichen Körper, so findet eine Änderung der aus dem ersten Gesetze folgenden Bewegung statt in der Richtung der Kraft und ihr proportional. (Parallelogramm der Kräfte.)

3. Wirkung und Gegenwirkung sind einander gleich und entgegengesetzt; übt also ein Körper auf einen anderen eine Kraft aus, so übt auch letzterer eine gleiche Kraft, aber in entgegengesetzter Richtung, auf den ersteren aus. (Aktion und Reaktion.)

Das erste dieser Gesetze ist das wichtigste. Der Umstand, der seine Entdeckung so lange verhindert hatte, war, daß es keinen Körper auf der Erde gab, auf den nicht irgendeine Kraft wirkte, und daher keinen, der sich fortdauernd in gerader Linie bewegt hätte. Jeder Körper, mit dem experi-

mentiert werden konnte, war mindestens der Anziehung der Erde, d. h. der Schwere, unterworfen und fiel deshalb alsbald zur Erde. Andere Kräfte, welche seine freie Bewegung hinderten, waren die Reibung und der Luftwiderstand. Besondere Untersuchungen waren daher nötig, um zu zeigen, daß sich der Körper ohne diese Kräfte unaufhörlich geradlinig weiterbewegen würde.

Wir können nun den ebenso einfachen als direkten Weg verstehen, auf welchem Newton von dem, was er auf der Erde sah, zu dem großen Prinzip gelangte, mit welchem sein Name für immer verbunden ist. Wir wissen zunächst, daß auf der Erde eine überall wirksame Kraft besteht, durch welche alle Körper nach dem Mittelpunkte der Erde hingezogen werden. Diese Kraft erstreckt sich ohne merkliche Verminderung bis zu den Spitzen der höchsten Gebäude ebenso, wie bis zu den Gipfeln der höchsten Berge. Die Frage liegt nun nahe, wie weit wohl ihre Wirksamkeit reiche, und ob ihr nicht z. B. auch der Mond unterliege? Wenn dies der Fall wäre, so würde der Mond, gerade wie der von der Hand in die Höhe geworfene Stein, wie der vom Baume fallende Apfel[1]) der Erde zustreben. Und sollte dann nicht diese einfache Kraft der Schwere auch die sein, die den Mond in seiner Bahn erhält, und die ihn hindert, dem ersten Bewegungsgesetze gemäß in gerader Linie fortzufliegen? Zur Beantwortung dieser Frage war es nötig, zu berechnen, welche Kraft erforderlich ist, um den Mond in seiner Bahn zu erhalten, und sie mit der Schwerkraft zu vergleichen. Wohlbekannt war den Astronomen jener Zeit, daß die Entfernung des Mondes 60 Erdhalbmesser beträgt; der Erdhalbmesser selbst war aber nicht genau bekannt. Newton nahm anfangs irrtümlich den Durchmesser der Erde zu 10500 km[2]) an, und aus diesem Grunde konnten ihm seine Berechnungen nicht das richtige Resultat geben. Dies geschah 1666, als er erst 23 Jahre alt war. Nahezu 20 Jahre ließ er seine Rechnungen liegen und nahm sie erst wieder auf, als ihm die Messungen des Franzosen Picard bekannt wurden, welche den Erddurchmesser um ein Fünftel größer ergaben, als früher angenommen wurde. Jetzt[3]) fand er den Betrag der Abweichung der Mondbahn von einer geraden Linie zu 4.9 m in einer Minute, d. h. ein Körper in der Entfernung des Mondes

---

[1]) Newton soll bekanntlich durch den Fall eines Apfels zuerst (1666) auf den Gedanken gebracht worden sein, hier wirke die gleiche Kraft wie beim Monde.

[2]) Lineare Größen sind in diesem Werke in der Regel in Kilometern (km), Metern (m) usw. angegeben. 1 km = 0.135 geogr. Meile = 0.621 engl. Meile; 1 geogr. Meile = 7.42 km = 4.61 engl. Meilen; 1 engl. Meile = 1.61 km = 0.217 geogr. Meile. 1 m = 3.078 Par. Fuß = 3.186 rheinl. Fuß = 3.281 engl. Fuß; 1 cm = 0.369 Par. Zoll = 4.433 Par. Linien; 1 cm = 0.394 engl. Zoll.

[3]) Der Entwicklungsgang von Newtons großer Entdeckung wird in der Regel wie oben dargestellt; wahrscheinlich entspricht aber diese Darstellung nicht völlig den Tatsachen. Newtons grundlegendes Werk „Philosophiae naturalis Principia mathematica“ ist 1687 in London erschienen.

würde in der ersten Minute 4.9 m zur Erde hin fallen, eine Strecke, die ein Körper an der Erdoberfläche in einem Sechzigstel dieser Zeit, nämlich in einer Sekunde, durchfällt. Da die Fallräume sich wie die Quadrate der Zeiten verhalten, so folgt, daß die Kraft der Schwere an der Erdoberfläche 60 mal 60 oder 3600 mal so groß ist als die Kraft, die den Mond in seiner Bahn erhält. Da nun aber auch die Entfernung des Mondes vom Erdmittelpunkte 60 mal so groß ist als die der Erdoberfläche vom Mittelpunkte, so folgt: Die Kraft, welche den Mond in seiner Bahn erhält, ist dieselbe, welche einen Stein zur Erde fallen läßt, nur verringert im Verhältnis des Quadrats der Entfernung vom Mittelpunkte der Erde.

Für den Mathematiker ist der Übergang von der einen Stein oder Apfel beeinflussenden Schwerkraft zu der den Mond bewegenden Kraft sehr einfach; der Nichtmathematiker aber wird vielleicht nicht gleich sehen, wie der Mond beständig zur Erde fallen kann, ohne ihr je näher zu kommen.

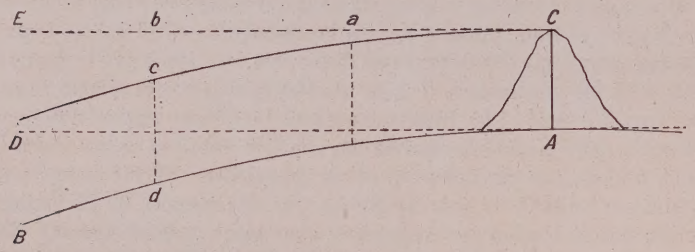


Fig. 20.

Die Fig. 20 mag zur Erläuterung dienen. Nach dem Fallgesetz schwerer Körper fällt ein Körper 5 m in der ersten Sekunde, dreimal so viel oder 15 m in der zweiten, 25 m in der dritten usw. Nehmen wir an, der Körper falle nicht, sondern werde, wie eine Kanonenkugel, horizontal fortgeschleudert, so würde er infolge der Schwere während der ersten Sekunde 5 m von der geraden Linie, in der er geschleudert wurde, abweichen oder fallen, dreimal so viel in der nächsten Sekunde, fünfmal in der dritten usw., ebenso, als wenn er aus der Ruhelage gefallen wäre. Es sei AB (Fig. 20) ein Teil der Erdoberfläche und AD eine Gerade tangential an A oder die Richtung, in welcher ein Beobachter durch ein horizontal gestelltes Fernrohr sehen würde. Die Oberfläche wird dann infolge der Krümmung der Erde von dieser Gesichtslinie am Ende des ersten Kilometers um etwa 8 cm, am Ende des zweiten um noch 24 cm mehr usw. abweichen. In 8 km Abstand wird die Abweichung auf 5 m gestiegen sein. In einem Abstande von 16 km kommt noch das Dreifache dieses Betrages hinzu, und die Abweichung wird im ganzen 20 m ausmachen usw. Die Abweichung folgt also dem gleichen Gesetze wie ein

freifallender Körper. Von einem erhöhten Standpunkte C aus werde nun eine Kanonenkugel in horizontaler Richtung CE abgefeuert. Je größer ihre Geschwindigkeit ist, desto weiter wird sie kommen, ehe sie die Erde erreicht. Wir wollen nun annehmen, sie könnte mit solcher Kraft abgeschossen werden, daß ihre Geschwindigkeit 8 km in der Sekunde beträgt, und die Luft leiste keinen Widerstand. In 8 km Abstand von C liege auf CE der Punkt a; da sie diesen in einer Sekunde erreicht, so folgt aus dem Fallgesetze, daß sie in dieser Zeit bis auf 5 m unter CE gefallen ist. Wir haben aber eben gesehen, daß die Erde selbst in dieser Entfernung sich 5 m wegkrümmt. Die Kugel ist demnach nicht näher an der Erde, als im Moment des Abfeuerns. Während der nächsten Sekunde würde die Kugel nach b gelangen, infolge der Schwere aber um weitere 15 m, im ganzen also um 20 m, bis zum Punkte c, fallen. Aber auf dieser Strecke hat sich auch die Erdoberfläche um weitere 15 m gekrümmt, so daß die Entfernung cd wiederum gleich CA ist. So würde, wenn kein Widerstand stattfände, die Kugel in unveränderter Geschwindigkeit und gleicher Entfernung von der Erdoberfläche weitergehen; sie würde stets um denselben Betrag fallen, um den sich die Erde wegkrümmt. Schließlich käme sie auf kreisförmiger Bahn rings um die Erde und erreichte nach Verlauf von $1^h\ 24^m$ wieder den Punkt C. Die Kugel wäre demnach gleichsam ein Satellit der Erde geworden, wie der Mond, nur viel näher und mit weit geringerer Umlaufszeit. Der Kraft, welche die Kanonenkugel geradlinig fortschleudert, entspricht beim Monde ein ursprünglicher Impuls oder Stoß, demzufolge er sich, ohne die Einwirkung der Erde, nach dem ersten Bewegungsgesetz in gerader Linie unaufhörlich weiter bewegen würde.

Ein weiterer Schritt führt uns zu der Erkenntnis, daß die Gravitation auch für andere Körper als die Erde gültig ist. Die Planeten bewegen sich um die Sonne, wie der Mond um die Erde, und müssen demnach einer gegen die Sonne gerichteten Kraft gehorchen. Diese Kraft kann nichts anderes sein, als die Gravitation oder die Anziehung der Sonne selbst. Eine einfache Rechnung nach Keplers drittem Gesetze zeigt, daß die Kraft, mit welcher die Planeten gegen die Sonne gravitieren, sich umgekehrt wie die Quadrate ihrer mittleren Entfernungen verhält.

Es fragt sich jetzt nur noch, welche Art von Bahn ein Planet beschreiben wird, wenn eine Kraft von der erwähnten Beschaffenheit ihn um die Sonne führt. Eine nähere Untersuchung lehrt nun, daß, wenn die sonst ganz beliebige Kraft nur beständig nach der Sonne gerichtet ist, der Radiusvektor des Planeten stets gleiche Flächen in gleichen Zeiten überstreichen wird. Und umgekehrt kann er nicht gleiche Flächen in gleichen Zeiten beschreiben, wenn die Kraft in einer anderen Richtung als nach der Sonne hin wirkt. Nach Keplers zweitem, aus der Beobachtung abgeleitetem Gesetze folgt demnach, daß die Kraft in der Tat gegen die Sonne selbst gerichtet ist.

Das Problem nun, die Form der Bahn zu bestimmen, die beschrieben

werden muß, wurde von Newton gelöst. Er wies nach, daß die Bahn allgemein ein Kegelschnitt[1]) sein müsse, und zwar je nach den Umständen eine Ellipse, eine Parabel oder eine Hyperbel, mit der Sonne in einem der Brennpunkte; hiermit war das erste Gesetz Keplers in der allgemeinsten Form bewiesen. So verschwand alles Geheimnisvolle aus den himmlischen Bewegungen, und die Planeten erwiesen sich einfach als schwere Körper, die sich nach denselben Gesetzen bewegen, die wir um uns wirksam sehen, aber unter ganz anderen Bedingungen. Alle drei Gesetze Keplers waren enthalten in dem einzigen Gesetze der Gravitation, welche umgekehrt proportional dem Quadrat der Entfernung wirkt.

Sehr schön erklärt die Lehre von der allgemeinen Schwere Keplers drittes Gesetz. Wie wir sahen, ist der Quotient der Quadrate der Umlaufszeiten in die Kuben der mittleren Entfernungen für alle Planeten derselbe. Wenden wir dies auf die Satelliten des Jupiter an, indem wir die Distanz jedes derselben von Jupiter in die dritte Potenz erheben und diesen Kubus durch das Quadrat der Umlaufszeit teilen, so wird zwar auch hier der Quotient für jeden Satelliten derselbe, aber nicht derselbe wie bei den Planeten. Dieser Quotient ist nämlich der Masse oder dem Gewichte des Zentralkörpers proportional. Im Falle der Planeten ist er 1047 mal so groß als bei den Jupiter-Satelliten, weil die Masse oder das Gewicht der Sonne 1047 mal das des Jupiter ist. Das oben angeführte dritte Keplersche Gesetz bedarf daher noch eines ergänzenden, die Massen berücksichtigenden Faktors[2]), welcher sich Kepler nur deshalb nicht zu erkennen geben konnte, weil diese Massen im Verhältnis zur Sonnenmasse sehr klein sind. Wir besitzen somit in diesem Gesetze einen sehr bequemen Weg zur Bestimmung der Masse oder des Gewichtes aller mit Trabanten versehenen Planeten. Die Masse wird dabei in Bruchteilen der als Einheit genommenen Sonnenmasse ausgedrückt.

Aber auch in dieser Form ist das Gesetz noch nicht vollständig; es muß dahin verallgemeinert werden, daß in einem abgeschlossenen System (Sonnensystem) jeder Körper alle anderen anzieht und von allen anderen angezogen wird. Wegen dieser allgemeinen Anziehung finden Bewegungsänderungen aller Planeten statt, infolge deren ihre Bahnen die Keplerschen Gesetze nicht genau befolgen. Es ist nun aus der Beobachtung bekannt, daß in der Tat die Planeten sich nicht genau nach den Keplerschen Gesetzen bewegen.

---

[1]) Über die Kegelschnitte wird in Abschnitt 4 einiges erwähnt werden.

[2]) In mathematischer Sprache lautet das dritte Keplersche Gesetz streng:

$$\frac{a^3}{T^2\,(1+m)} = \frac{a'^3}{T'^2\,(1+m')} = \frac{a''^3}{T''^2\,(1+m'')} = \ldots = \text{Const.},$$

wo $a, a', a'' \ldots$ die halben großen Achsen, $T, T', T'' \ldots$ die Umlaufszeiten, $m, m', m'' \ldots$ die Massen der Planeten in Teilen der zu 1 angenommenen Sonnenmasse bedeuten. Die Keplersche Näherungsform setzt $m = m' = m'' = \ldots = 0$.

Die Frage ist also schließlich die, ob die gegenseitige Anziehung der Planeten diese Abweichungen vollständig und genau erklärt. Diese Frage konnte Newton nur in unvollkommener Weise beantworten, da das Problem für seine mathematischen Kenntnisse, wie überhaupt für die der damaligen Zeit, zu verwickelt war. Er vermochte zu zeigen, daß die Anziehung der Sonne Störungen in der Bewegung des Mondes um die Erde von der Art verursachen müsse, wie die Beobachtungen sie wirklich ergaben, aber er konnte ihren Betrag nicht genau berechnen. Doch war die allgemeine Übereinstimmung seiner Theorie mit den Bewegungen der Himmelskörper so überraschend, daß ein Zweifel an ihrer Wahrheit nicht hätte eintreten sollen. Es ist demnach sehr merkwürdig, daß die Pariser Akademie der Wissenschaften noch 1732 — mehr als 40 Jahre nach Newtons Entdeckung — dem berühmten Mathematiker Johann Bernoulli einen Preis erteilte für eine Abhandlung, in welcher die Planetenbewegungen auf Grund der Cartesianischen Wirbeltheorie erklärt wurden. Es braucht daraus nicht gefolgert zu werden, daß die Akademie diese Theorie noch als richtig betrachtete; allein das dürfen wir schließen, daß sie die Gravitationstheorie noch als offene Frage ansah.

Um Newtons Gesetz vollständig auszudrücken, genügt es nicht, einfach zu sagen, daß Sonne, Erde und Planeten sich gegenseitig anziehen. Man mag die Materie soweit teilen, als man will, immer wird man finden, daß sie Anziehung erfährt und ausübt, weil sie Masse hat. Da die Erde auch die kleinsten Teilchen noch anzieht, so müssen auch diese, nach dem dritten Gesetze der Bewegung, die Erde ihrerseits mit entsprechender Kraft anziehen. Wir schließen daraus, daß die Kraft der Attraktion nicht in der Erde als Ganzem ruht, sondern in jedem individuellen Teilchen der sie zusammensetzenden Masse; das heißt, die Anziehung der Erde auf einen Stein z. B. ist einfach die Summe der Anziehungen zwischen dem Stein und allen die Erde bildenden Teilchen.

Aus dem Gesetze der Gravitation folgt, daß theoretisch eine Grenze der Entfernung, bis zu welcher sich die allgemeine Anziehung erstreckt, nicht existiert. Die Anziehung der Sonne auf die äußersten der bekannten Planeten, Uranus und Neptun, zeigt keine Abweichung vom Newtonschen Gesetz. Bei der außerordentlich schnellen Abnahme aber, welche die Anziehung erleidet, ist, wenn wir Entfernungen wie die der Fixsterne in Betracht ziehen, die Attraktion der Sonne ohne wahrnehmbare Wirkung.

Vollständig ausgesprochen heißt also das Gesetz der allgemeinen Anziehung oder der Gravitation:

Jedes materielle Teilchen im Universum zieht jedes andere mit einer Kraft an, die direkt proportional ist dem Produkte der Massen und umgekehrt proportional dem Quadrat ihres gegenseitigen Abstandes.

2. Die Grundgesetze der Mechanik und ihre Entwicklung seit Newton. Das Relativitätsprinzip.

Mit dem am Schlusse des vorangehenden Absatzes formulierten Gravitationsgesetz, dem (auf S. 54) erwähnten Trägheitsgesetz und dem Gesetz über den Einfluß einer Kraft auf den Bewegungszustand eines Körpers, das wir noch hinzufügen müssen[1]), hatte Newton die Fundamente seiner Bewegungslehre geschaffen. Auf diesen baute sich die ganze Himmelsmechanik auf, welche in den seit Newtons Schaffen verflossenen zwei Jahrhunderten zu dem stolzen, in sich abgeschlossenen Gebäude der klassischen Mechanik von Männern wie Laplace, Lagrange, Jacobi u. a. m. ausgebaut wurde. Aber noch weit über den Bereich der Himmelserscheinungen hinaus, bei dem Studium der verschiedensten Bewegungsvorgänge auf der Erde erweisen diese von Newton geschaffenen Grundgesetze ihre außerordentliche Brauchbarkeit. So kam es, daß, wenn auch immer wieder Bedenken gegen die innere Widerspruchslosigkeit der Grundlagen der klassischen Mechanik laut wurden, doch wiederum die praktischen Erfolge ihrer Gesetze bei der Beschreibung aller neu beobachteten Bewegungserscheinungen ihre tatsächliche Leistungsfähigkeit um so heller ins Licht rückten und das Bedürfnis nach einer Reform dieser Theorie nicht als dringend empfinden ließen. Es zeigte sich allerdings, daß in der Bewegung des Planeten Merkur eine vollkommen befriedigende Beschreibung aller Beobachtungen nicht möglich war[2]), so lange man nicht im Sonnensystem außer der Sonne und den schon bekannten Planeten noch weitere anziehende Massen in Rechnung zog. Und obwohl sich solche Massen nicht auffinden ließen, neigte man doch mehr dazu, in den Abweichungen zwischen Beobachtung und Rechnung bei der Merkurbahn einen Einfluß noch unbekannter Massen im Sonnensystem zu sehen, als daß man die Notwendigkeit empfunden hätte, dieser Abweichungen halber die ganze Newtonsche Mechanik zu reformieren. Zu Beginn des 20. Jahrhunderts kam jedoch dank den Forschungen Albert Einsteins ein Mangel von so prinzipieller Bedeutung zutage, der, bisher unerkannt, allen unseren Naturgesetzen angehaftet hatte, daß eine Revision der Grundlagen der Newtonschen Mechanik nicht zu umgehen war. Und diese führte zu der Einsicht, daß nur mit einer vollkommen neuen Grundlegung der gesamten Bewegungslehre eine in sich widerspruchslose Theorie geschaffen werden könne, die nicht nur von allen prinzipiellen Schwächen der klassischen Mechanik frei sein, sondern auch praktisch in der Beschreibung der Bewegungsvorgänge mehr zu leisten imstande sein würde. Bei der bedeu-

[1]) Dieses Gesetz sagt aus, daß jede Kraft einem Körper eine Beschleunigung erteilt, die proportional der Kraft und umgekehrt proportional der trägen Masse des Körpers ist.

[2]) Näheres hierüber siehe im nächsten Abschnitt.

tungsvollen Rolle, welche seit jeher die Astronomie in der Entwicklung der Mechanik gespielt hat, bei der ausschlaggebenden Stellung, die ihr auch jetzt wieder beim Ausbau der neuen Theorie zufallen wird, muß auch hier diese neuzeitliche Entwicklung der Mechanik über Newton hinaus in ihren Grundzügen Platz finden und ihre Berechtigung erörtert werden.

Wie schon im vorangehenden Abschnitt erwähnt wurde, bereitete bei der Erklärung der Bewegungsvorgänge am Himmel der Umstand die größten Schwierigkeiten, daß man nicht zu verstehen vermochte, wie eine von der Sonne ausgehende Zentralkraft ausreichen solle, um die Planeten in ihrer Bewegung zu erhalten. Erst als Galilei den Begriff der Trägheit schuf, wandelte sich die Vorstellung, es bedürfe einer besonderen äußeren Kraft, um einen Körper in einer einmal erteilten Geschwindigkeit beharren zu lassen. Es wurde vielmehr dieses Beharrungsvermögen, die sogenannte *träge* Masse der Körper, zum Grundattribut der Materie und das Trägheitsgesetz zum Grundgesetz der Newtonschen Mechanik. Die träge Masse eines Körpers gibt dabei nur ein Maß für den Widerstand ab, den der Körper jeglicher Bewegungsänderung entgegensetzt. Die Eigenart aller Körper dagegen, sich nach dem von Newton formulierten Gesetz anzuziehen, und zwar umgekehrt proportional dem Quadrat ihres gegenseitigen Abstandes und direkt proportional einer dem Körper eigenen Größe, führte dazu, der Materie als weiteres Attribut die *schwere* Masse beizulegen. Diese wird als ein vom Attribut der Trägheit grundsätzlich unabhängiges Maß der Schwerewirkung eingeführt. Hier liegt nun die verhängnisvolle Spaltung aller Bewegungsvorgänge in zwei prinzipiell verschiedene Klassen verborgen, in solche, die der Schwerewirkung, und solche, die der Trägheitswirkung unterliegen. Mit ihr schlich sich in die Mechanik Galileis und Newtons die Spaltung aller Bewegung in absolute und relative Bewegungen ein, die schon Newton großes Kopfzerbrechen machte. Daß wir es in der Himmelsmechanik wie überhaupt in der ganzen Mechanik eigentlich nur mit relativen Bewegungen von Körpern gegeneinander zu tun haben, das lehrt die unmittelbare Beobachtung. Die Newtonsche Mechanik, wie sie sich auf den zu Anfang dieses Abschnittes erwähnten drei Grundsätzen aufbaut, vermag aber diese Relativität der Bewegungen in ihren Formeln nicht zum Ausdruck zu bringen, und zwar weil ihr, wie wir im folgenden zeigen werden, eine Verschmelzung der Trägheits- und Schwereerscheinungen nicht gelang. Eine solche Verschmelzung scheint aber deswegen unbedingt geboten, weil die zwei Grundattribute aller Körper, auf die sich diese Erscheinungen gründen, ihre träge und ihre schwere Masse, die strenge Gesetzmäßigkeit offenbaren, ihrem Betrage nach stets gleich zu sein. — Im Rahmen einer engeren Klasse von Bewegungen gelang es wohl der Newtonschen Mechanik, der Relativität der Bewegungen Rechnung zu tragen, nämlich soweit die gegeneinander bewegten Systeme nur ihrer Trägheit unterliegen, also geradlinig gleichförmig gegeneinander bewegt sind.

Aber bei der Formulierung dieses Relativitätsprinzips wurde eine auf die Dauer nicht haltbare Hypothese eingeführt, die als solche erst von Einstein erkannt worden ist und den Ausgangspunkt der Reform der Newtonschen Mechanik abgegeben hat. Wir wollen darum auch von diesem Punkte aus zu den Vorstellungen vorzudringen suchen, welche der neuen Mechanik zugrunde liegen. Sie erwachsen aus der Newtonschen auf der Grundanschauung der Relativität aller Bewegungen.

Die Forderung der Relativität aller Bewegungen, die in der neuen Mechanik mit solchem Nachdruck an die Spitze gestellt wird, verdient diese Betonung, weil die Gesetze einer Mechanik, die ihr genügt, wirklich die Beschreibung der Bewegungsvorgänge ermöglichen, so wie sie sich der Beobachtung bieten. Welche ungeheure Gedankenarbeit ist seit Galilei und Newton vergeblich aufgewandt worden, um dem Begriff einer absoluten Bewegung im Raum einen physikalischen Sinn beizulegen! Aber obgleich man zu der sicheren Erkenntnis gelangte, daß es keinen Sinn habe, von der absoluten Bewegung eines Körpers im Raum zu sprechen, so bereitete es doch unüberwindliche Schwierigkeiten, die Gesetze der Mechanik dem Postulat der Relativität aller Bewegungen anzupassen. Auch sprachen die Erfahrungen keineswegs so unmittelbar dafür, daß dieses Postulat in aller Allgemeinheit gültig sein müsse, und es bedurfte erst eines wesentlichen Fortschrittes in der Entwicklung der Dynamik und der Mathematik, bis es Einstein gelang, die Erkenntnis der Relativität der Bewegungen mit den Gesetzen der Mechanik und den Beobachtungen in Einklang zu bringen.

Wir wollen darum bei der Darstellung dieser Neugestaltung der Newtonschen Mechanik damit beginnen, daß wir uns vorurteilslos darüber Rechenschaft abzulegen suchen, ob das Studium der Bewegungsvorgänge tatsächlich die Relativität aller Bewegungen lehrt, und ob nur auf der Basis dieser Anschauung eine wirklich befriedigende Beschreibung aller Bewegungsvorgänge möglich ist. Erst wenn wir die Gewißheit gewonnen haben, daß dies in der Tat nur gelingen kann, wenn dem Relativitätspostulat in aller Allgemeinheit Genüge geleistet wird, wollen wir die Folgerungen, die für die Gesetze der Mechanik daraus erwachsen, ziehen.

Die Relativität geradlinig gleichförmiger Bewegungen drängt sich jedem Beobachter bei der alltäglichen Wahrnehmung auf, daß man, im Eisenbahnwagen sitzend, sich nicht darüber Gewißheit zu verschaffen vermag, daß sich der Zug in Bewegung befindet, in dem man zum Fenster hinaus nach einem auf dem Nachbargleise befindlichen Zuge ausschaut. Nur zu oft erlebt man, daß nicht der eigene Zug, sondern der Nachbarzug sich in Bewegung gesetzt hat, ohne daß man die Alternative anders zu entscheiden vermöchte, als dadurch, daß man nach dem unzweifelhaft „ruhenden“ Bahnhofsgebäude bzw. Bahnsteig sich orientiert. Für den Erwachsenen, der sich darüber völlig im klaren ist, daß die Erde das ruhende Bezugssystem abgibt, auf

welches unsere Fortbewegung bezogen werden soll, ist es dann ohne Mühe möglich, sich die Fortbewegung des Wagens durch die Landschaft vorzustellen. Für Kinder dagegen, die viel unmittelbarer ihren Sinneswahrnehmungen unterliegen, bleibt während der ganzen Fahrt die Vorstellung ungeschwächt bestehen, daß die Landschaft mit den Telegraphenstangen in größter Eile am Fenster vorüberfliegt. Hier haben wir es mit dem einfachsten Falle einer Relativbewegung zu tun, nämlich der gleichförmig geradlinigen Bewegung, von der auch bei dem langsamen und fast stoßfreien Anfahren des Zuges nicht merklich abgewichen wird. — Eine Mechanik, die einen wesentlichen Unterschied in der Beschreibung eines solchen Bewegungsvorganges machen würde, je nachdem der eine oder der andere Zug als der bewegte aufgefaßt würde, stünde mit der primitivsten Erfahrung im Widerspruch. So war natürlich die Relativität der gleichförmig geradlinigen Bewegungen auch ein selbstverständliches Merkmal der Newtonschen Mechanik. Aus ihr folgt eine uns allen geläufige, aber bedeutungsvolle Tatsache. Da es gleichgültig sein muß, welchen der beiden Züge ich als ruhend oder bewegt auffasse, müssen auch Bewegungsvorgänge innerhalb des Zuges sich für den Beobachter genau so abspielen, ob sein Zug ruht oder mit gleichförmiger Geschwindigkeit geradeaus rollt. Diese Erfahrungstatsache gewährt uns erst die Möglichkeit, die Bewegungsvorgänge auf unserer Erdoberfläche erschöpfend zu beschreiben. Wie sollte uns das gelungen sein, wenn nicht allein die in jedem Augenblick so gut wie geradlinig gleichförmige Bewegung der Erde um die Sonne, sondern auch die noch vor kurzem unbekannte Bewegung des gesamten Sonnensystems und gar noch die uns heute noch unbekannte Bewegung unseres ganzen Sternsystems die Gesetzmäßigkeit aller Bewegungsvorgänge auf der Erde beeinflussen würden? So war die Erkenntnis der Relativität aller geradlinig gleichförmigen Bewegungen eine der Grundvoraussetzungen, auf denen sich die Mechanik von Galilei und Newton erst aufbauen konnte, obschon ihr, wie wir im folgenden sehen werden, die endgültige Formulierung eines Relativitätsprinzips für diese Klasse von Bewegungen noch nicht gelang. — Allerdings tritt dieses Relativitätsprinzip in ihr nicht als grundlegendes Prinzip in den Vordergrund. In der Tat gebricht es ihm auch, solange nicht die Relativität aller Bewegung ausgesprochen werden konnte, an praktischer Bedeutung. Denn wirklich streng geradlinig gleichförmige Bewegungen, also solche, in denen die Körper keinen Kräften unterliegen, beobachten wir in der Natur niemals, weil die Massenanziehung überall wirkt und den Körpern Beschleunigungen erteilt, wo Materie sich befindet. Schon Newton empfand anscheinend deutlich die Notwendigkeit, alle Bewegungen als Relativbewegungen der Körper gegeneinander aufzufassen, und machte den folgenden sog. „Eimer-Versuch", um sich der Relativität der Rotation zu versichern. Er brachte ein mit Wasser gefülltes Gefäß zur Rotation und beobachtete dabei folgendes: Solange das immer

schneller rotierende Gefäß die Flüssigkeit nicht mitnahm, blieb der Wasserspiegel eben. Sobald jedoch dem Wasser infolge der Reibung an den Gefäßwänden die Rotation mitgeteilt worden war, trat die Wirkung der Zentrifugalkraft in Erscheinung, und das Wasser stieg seitlich an den Wänden hoch, so daß die Oberfläche ein Paraboloid darstellte. Hieraus schloß Newton: Die Rotation des Gefäßes relativ zur Flüssigkeit ist nicht gleichwertig der Rotation der Flüssigkeit relativ zur Umgebung. Nur im zweiten Falle treten als Folge der Rotation die Zentrifugalkräfte in Erscheinung. Also besteht bei einer Rotation nicht ohne weiteres die Möglichkeit, rotierende Körper und ruhende Umgebung gegeneinander auszutauschen; Rotationen haben immer einen absoluten Sinn. Bei ihnen handelt es sich um einen Bewegungszustand relativ zum absoluten Raum. — Dieser Begriff des absoluten Raumes ist aber die Quelle aller der prinzipiellen Schwierigkeiten, mit denen die klassische Mechanik zu kämpfen hatte. Denn das Ziel jeder Mechanik ist die Beschreibung der Bewegungsvorgänge und die ursächliche Verknüpfung aller bei denselben auftretenden Erscheinungen. Man wird dabei einerseits nach Möglichkeit zu vermeiden suchen, dort, wo sich einer Aufdeckung von Ursache und Wirkung Schwierigkeiten entgegenstellen, irgendeinen völlig unphysikalischen Begriff zu schaffen, dem die Aufgabe zufällt, der beobachteten Erscheinung als Ursache zugrunde zu liegen; andererseits wird man dahin streben, auch alle Gesetzmäßigkeiten, zu welchen uns die Erfahrung hinführt, ihrer Bedeutung entsprechend in das Gefüge des betreffenden Erscheinungskomplexes einzuordnen. Gegen diese zwei prinzipiellen Forderungen verstößt nun die Newtonsche Mechanik gerade in den Fragen, zu welchen das Newtonsche Experiment Veranlassung gibt.

Die Auffassung der Rotation als einer absoluten Bewegung im leeren Raum erschien Newton unumgänglich, weil ihm sonst das Auftreten der Zentrifugalkräfte unerklärlich dünkte. Er sah keinen anderen Ausweg, als eine Einwirkung des absoluten Raumes auf die Körper anzunehmen, die die Zentrifugalkräfte zur Folge haben sollte. Das ist keine physikalisch befriedigende Beschreibung dieser Erscheinungen. Unser Streben muß nach Möglichkeit immer dahin gehen, nur solche Erscheinungen miteinander ursächlich zu verknüpfen, die der Beobachtung unterliegen und physikalisch meßbar sind. Daß der leere Raum nicht als physikalische Größe dieser Art gelten kann, ist durch die vielfachen erkenntnistheoretischen Bemühungen genugsam erhärtet. Wollten wir bei der Auffassung der Rotationen beharren, wie sie der Newtonschen Mechanik entspricht, so müßten wir annehmen, daß, auch wenn die Erde von keinen Himmelskörpern umgeben wäre und wir infolge davon niemals eine Rotation der Erde wahrnehmen könnten, doch auf ihr die Zentrifugalkräfte zutage treten würden, ohne daß wir aus irgendwelchen sonstigen Beobachtungen den Ursprung dieser rätselhaften Kräfte erschließen könnten. Aus dieser fundamentalen Schwierigkeit befreit uns,

wie schon E. Mach vorausgeahnt, aber erst Einstein bis ins Einzelne erkannt hat, eine vertiefte Auffassung des Wesens der Trägheit und die Beseitigung des Verstoßes der Newtonschen Mechanik gegen die zweite der obengenannten Grundvoraussetzungen einer Bewegungslehre, nämlich der Einordnung jeder beobachteten Gesetzmäßigkeit in die ihr gebührende Stellung. Es handelt sich um die Erfahrungstatsache der Gleichheit von träger und schwerer Masse.

Wie schon zu Anfang dieses Abschnittes erwähnt ist, wurde die Eigenschaft der Körper, träge Masse zu offenbaren, völlig unabhängig von ihrer Eigenschaft, schwere Masse zu offenbaren, erkannt. Sie war für Galilei die Erkenntnis gewesen, die ihn zur Formulierung des Trägheitsgesetzes hinführte. Diese Eigenart aller Körper, jeder Bewegungsänderung einen Widerstand entgegenzusetzen, und zwar nach Maßgabe der dem Körper eigenen trägen Masse, wurde als eine dem Körper zukommende absolute Eigenschaft aufgefaßt. Es galt also der Betrag der trägen Masse eines Körpers als eine ihm an sich zukommende, von den sonstigen physikalischen Zuständen unabhängige, unzerstörbare Größe. Hätte nämlich die träge Masse nur einen Sinn gehabt in bezug auf die Massen der Außenwelt — so wie die Schwere nur in der Wechselwirkung aller Körper ihren Ursprung hat und ihr auch keine Bedeutung beigelegt werden könnte, wenn es auf der Welt nur einen einzigen Körper gäbe —, so wäre die Formulierung des Trägheitsgesetzes nicht in der bekannten Fassung möglich gewesen. Denn ein Körper, der keinen äußeren Kräften unterliegt, wie es der reinen Trägheitsbewegung entspricht, muß ein unendlich weit von allen anziehenden Massen entfernter Körper sein. Diesem Körper Trägheit beizulegen, hätte keinen Sinn, wenn nicht die Trägheit unabhängig von den übrigen Massen erhalten bliebe.

Nun entdeckte aber schon Newton die fundamentale Erfahrungstatsache, daß für alle Körper träge und schwere Masse einander immer gleich sind. Diese Gesetzmäßigkeit ist überhaupt von allen Gesetzen der Bewegungslehre die mit der größten Genauigkeit geltende. Da aber die Newtonsche Mechanik der Trägheit eine absolute Bedeutung beilegte, die Schwere jedoch aus der Wechselwirkung aller Massen des Weltalls aufeinander ableitete, so bleibt diese Gesetzmäßigkeit vollkommen unverständlich. Sie wurde, gewissermaßen als Spiel der Natur, bei dem Aufbau der Bewegungslehre in keiner Weise berücksichtigt. In dieser Ausschaltung einer so fundamentalen Gesetzmäßigkeit liegt aber der Grund verborgen, warum die Newtonsche Mechanik den Begriff der absoluten Bewegung aus ihren Gesetzen nicht auszumerzen vermochte.

Denn, kehren wir zu dem Newtonschen Eimerversuch zurück, so sehen wir, daß sein Ergebnis die rigorose Folgerung Newtons nicht rechtfertigt, sobald man tiefer in die Beziehung zwischen der Schwere und der Trägheit

der Körper eindringt. Es ist nämlich nicht einzusehen, inwiefern die Rotation der Gefäßwand relativ zum Wasser auf dieses die volle Wirkung der Zentrifugalkräfte auslösen sollte. Die Zentrifugalkräfte rühren doch davon her, daß die einzelnen Teilchen des Wassers ihrer Trägheit folgend in jedem Augenblick tangential zur Gefäßwand fortfliegen würden, wenn sie nicht durch die Gefäßwand daran gehindert würden. Sie üben daher einen Druck auf die Wandung aus, und diese Druckkraft wird von der trägen Masse der Teilchen bestimmt. Die Relativrotation der Gefäßwand zur Flüssigkeit könnte in der Flüssigkeit Kräfte nach Art der Zentrifugalkräfte nur dann hervorrufen, wenn die träge Masse der Flüssigkeit ausschließlich aus einer Einwirkung des Gefäßes abzuleiten wäre. Daran könnte nur gedacht werden, wenn die Masse des Gefäßes in der Tat so riesenhaft gewesen wäre, z. B. seine Wandstärke mehrere Kilometer groß, daß sein Einfluß auf die von ihm eingeschlossene Flüssigkeit neben dem der Erde und der übrigen Masse des Weltalls mitgesprochen hätte, worauf schon E. Mach hingewiesen hat.

Wir sehen also, daß das Auftreten der Zentrifugalkräfte bei allen Rotationen — im allgemeinen Falle einer irgendwie beschleunigten Bewegung überhaupt das Auftreten von Kräften — die Frage nach dem Wesen der Trägheit der Materie aufs eindringlichste aufwirft. Im Falle der geradlinig gleichförmigen Translation löst der Bewegungsvorgang keine Kräfte aus, so daß neben der kinematischen Auffassung der Bewegung als Relativbewegung keine besonderen dynamischen Begleiterscheinungen zu berücksichtigen sind. Bei den Rotationen erhebt sich noch die Frage, welchen Anhalt die beobachteten Zentrifugalkräfte zu der Auffassung bieten, daß auch sie als Relativbewegungen verstanden werden können. Die Antwort lautet: Auf Grund der Tatsache der Gleichheit von träger und schwerer Masse besteht die Möglichkeit, auch die Zentrifugalkräfte als Gravitationskräfte und darum als Ausdruck der Wechselwirkung der Körper aufeinander aufzufassen. Hieraus erhellt, wie verhängnisvoll es für die ganze Entwicklung der Mechanik war, daß die Verschmelzung der Erscheinungen der Trägheit und Schwere nicht gelang, und daß das schon Newton bekannte streng gültige Gesetz der Gleichheit von träger und schwerer Masse in den Grundlagen der Mechanik keinen Platz fand.

Also, soll die Auffassung nicht allein kinematisch, sondern auch dynamisch berechtigt sein, daß die Rotation der Erde auch als eine Rotation der Massen des Weltalls um die Erde betrachtet werden darf, was ja die Relativität der Rotation bedeuten würde, so müßte das Auftreten der Zentrifugalkräfte auf der Erdoberfläche in beiden Fällen sich als Folge des Bewegungsvorganges ergeben. Nach der Newtonschen Mechanik sind die Zentrifugalkräfte die Folge der Trägheit der Erdmasse. Diese Deutung ist nicht mehr möglich, wenn die Massen des Weltalls als um die Erde kreisend angenommen werden. Da aber die Zentrifugalkräfte wegen der Gleichheit von träger und

schwerer Masse von Gravitationskräften nicht zu unterscheiden sind, so besteht die Möglichkeit, sie auch als Folge der Massenanziehung aller um die Erde kreisenden Körper zu betrachten. Dies setzt allerdings eine Theorie der Gravitationserscheinungen voraus, in der Trägheits- und Schwerewirkungen ihrer Gleichwertigkeit entsprechend zu einer Einheit verschmolzen sind. Eine solche Theorie ist die von Einstein aufgestellte allgemeine Relativitäts- und Gravitationstheorie.

So sieht man, wie das Prinzip der Relativität aller Bewegungen die Grundlagen der Newtonschen Mechanik in ihren Fundamenten erschüttern mußte, sobald es in die Prinzipien der Mechanik konsequent aufgenommen wurde. Man hätte sich allerdings trotz der unbedingten Anerkennung ihrer prinzipiellen Berechtigung zu einer Revision der praktisch so leistungsfähigen Newtonschen Theorie nicht entschlossen, wenn nicht von einer anderen Seite eine Lücke in dieser Theorie aufgedeckt worden wäre, die nicht mit einer nebensächlichen Ausgestaltung oder Angliederung einer geeigneten Zusatzhypothese auszufüllen war. Dazu kam, daß es Einstein gleichzeitig mit der Aufdeckung dieser Lücke gelang, auch den Weg zu einer Mechanik zu eröffnen, die nur die Relativbewegungen der Körper gegeneinander zum Gegenstand der Beschreibung macht, so wie es wohl Newton als fernstes Ziel vorgeschwebt hatte.

Wir wollen diese Umgestaltung der Newtonschen Mechanik nun in den verschiedenen Etappen verfolgen, die sie charakterisieren.

Die Newtonsche Mechanik kennt, wie schon oben erwähnt wurde, nur ein Relativitätsprinzip für gleichförmig geradlinig gegeneinander bewegte Systeme. Ein solches Relativitätsprinzip fordert also, daß alle geradlinig gleichförmig gegeneinander bewegten Systeme vollkommen gleichartig sein sollen, und bringt dieses Postulat in den Bewegungsgesetzen der Mechanik in der Weise zur Geltung, daß dieselben ihre Gestalt nicht verändern dürfen, wenn die in den Formeln auftretenden Raum- und Zeitmessungen (für Entfernung, Geschwindigkeit, Beschleunigung) vom Beobachter innerhalb verschiedener solcher Systeme vorgenommen werden. Rechnet man die Raum-Zeitmessungen eines Systems in die entsprechenden eines irgendwie dazu geradlinig gleichförmig bewegten anderen Systems um, so muß die „transformierte" Bewegungsformel dieselben Beziehungen zwischen den im neuen System auftretenden Kräften, Geschwindigkeiten, Beschleunigungen darstellen. Das Relativitätspostulat gemeinsam mit dem System von Transformationsformeln, nach welchen die Raum-Zeitmessungen zwischen allen, nach dem Postulat gleichwertigen, Systemen aufeinander zu beziehen sind, vervollständigt erst das Relativitätsprinzip. Die klassische Mechanik faßte die Aufstellung der zu ihrem Relativitätspostulat gehörigen Transformationsformeln als eine rein mathematische Aufgabe auf, die nur eine Lösung habe, nämlich die sog. Galilei-Newtonschen „Transformationsformeln". Sie übersah,

daß die von ihr ausgewählten Formeln eine Hypothese enthielten, die sich in der Folgezeit nicht bestätigt hat. Die bisher benutzten Formeln lauteten bekanntlich:

$$x' = x \pm vt, \quad y' = y, \quad z' = z,$$

wenn wir hier der Einfachheit halber den Fall betrachten, daß das eine System mit den rechtwinkligen Koordinaten $x\,y\,z$ sich parallel seiner x-Achse und der x'-Achse des zweiten Systems mit den Koordinaten $x'\,y'\,z'$ bewegt, und die konstante Geschwindigkeit gleich $\pm v$, je nach der Richtung der Fortbewegung längs der x-Achse, ist. Daß die Beziehungen in den zwei Koordinaten y und z so einfach lauten, ist nur durch die spezielle Annahme der Bewegung parallel zur gemeinsamen x-Achse bedingt. Dagegen ist eine Besonderheit dieser Transformationen, daß die Zeitmessungen in zwei Systemen, die sich gleichförmig geradlinig gegeneinander bewegen, immer durch die Identität $t' = t$ aufeinander bezogen werden, so daß man in der Regel diese vierte Gleichung überhaupt nicht anführte. Das bedeutet soviel wie: die Zeitmessungen haben eine absolute Bedeutung. Sowohl die Fixierung einer Gleichzeitigkeit, auf die jede Zeitmessung hinausläuft, als auch die Messung einer Zeitdauer ist völlig unabhängig davon, ob der messende Beobachter sich auf dem einen oder dem anderen von zwei gegeneinander bewegten Systemen befindet. Hier liegt der grundsätzliche Fehler verborgen, den erst Einstein im Jahre 1905 aufgedeckt hat, und dessen Erkenntnis eine ungeheure prinzipielle Bedeutung für die Gestaltung des physikalischen Weltbildes, insbesondere für die Auffassung von Raum und Zeit in der Physik gewonnen hat.

Der besondere, absolute Charakter kommt nämlich den Zeitmessungen in Wahrheit keineswegs zu, falls man die physikalischen Voraussetzungen berücksichtigt, ohne die niemals Aussagen über physikalische Ereignisse in räumlich distanten Raumpunkten möglich wären. Ohne das Hilfsmittel der Lichtstrahlen wäre eine Physik und Astronomie für uns Menschen niemals möglich gewesen. Unsere Verwendung der Lichtstrahlen, um Ereignisse in räumlich distanten Raumpunkten zu beobachten und zeitlich zu werten, ist nicht nur praktisch die Voraussetzung jeder Naturbeschreibung, sondern drückt auch den Messungen ihren Stempel auf. Wie eine mathematische Diskussion zeigt, ist die Gestalt der Formeln zur Umrechnung der Raum-Zeitmessungen von einem System in solche, bezogen auf ein zum ersten geradlinig gleichförmig bewegtes System, keineswegs von den benutzten Signalmöglichkeiten unabhängig. Nur wenn uns ein Signalmittel mit der Außenwelt zur Verfügung stünde, das zu seiner Ausbreitung keiner Zeit bedürfte, d. h. also sich mit unendlicher Geschwindigkeit ausbreitete, dürften wir die Transformationsformeln von Galilei-Newton benutzen. Eine solche Möglichkeit steht uns aber nicht nur nicht zur Verfügung, sondern es entspricht einem sehr tiefliegenden Prinzip der Naturbeschreibung, alle Fern-

wirkungen, also Wirkungen, die keine Zeit zur Ausbreitung benötigen, auszuschließen. Darum hätte man das Relativitätspostulat durch Transformationsformeln ergänzen müssen, die sich den wahren Beobachtungsverhältnissen anpassen. Aber diese Aufgabe war erst lösbar, als der singuläre Charakter der Lichtgeschwindigkeit erkannt worden war. Und diesen haben Versuche zutage gefördert, welche erst lange nach Newton angestellt werden konnten. Diese Eigenart der Lichtgeschwindigkeit äußert sich in folgender Weise:

Betrachtet man irgendeinen Vorgang, der sich in dem einen von zwei Systemen mit der Geschwindigkeit q ausbreitet, so wird derselbe für einen im zweiten System ruhenden Beobachter eine andere Ausbreitungsgeschwindigkeit haben. Rollt z. B. eine Kugel in einem fahrenden Eisenbahnzuge in Richtung der Fahrt mit einer Geschwindigkeit q längs des Bodens des Wagens, so wird die Geschwindigkeit der Kugel für einen am Bahndamm postierten Beobachter in bezug auf den Bahndamm bedeutend größer sein, da sich für ihn die Zuggeschwindigkeit zur „Eigengeschwindigkeit" der Kugel addiert. Nach den Galilei-Newtonschen Transformationsformeln geht die Geschwindigkeit q bei Ausübung einer solchen Transformation in einen Wert q' — die Geschwindigkeit relativ zum transformierten System — über, der von dem Ausgangswert immer verschieden ist, wenn die Geschwindigkeit v der beiden Systeme gegeneinander nicht gleich Null ist. Dies schien auch der Anschauung unmittelbar zu entsprechen. Es lag nahe, anzunehmen, daß sich Geschwindigkeiten nach dem Prinzip des Parallelogramms der Kräfte zusammensetzen, und daß es keine endliche Geschwindigkeit geben könne, die ganz unabhängig vom Bezugssystem ihren Wert behält, so daß $q' = q$ vollkommen unabhängig von dem Wert der Geschwindigkeit v beider Systeme gegeneinander gilt. Gegen diese Annahme spricht aber die Erfahrung, die man an der Lichtausbreitung gewonnen hat. Zum Unterschied von allen sonstigen Wirkungen offenbart nämlich die Lichtausbreitung folgende grundsätzlich wichtigen Eigenschaften:

1. Die Ausbreitungsgeschwindigkeit wird von der Bewegung der Lichtquelle nicht affiziert (Erfahrung an den Doppelsternen).

2. Die Lichtausbreitung innerhalb bewegter Körper wird zwar von der Bewegung der Materie beeinflußt, aber keineswegs so, als nähme der Träger der Lichtausbreitung an der Bewegung der Körper teil (Erfahrung am Fizeauschen Versuch der Lichtausbreitung in strömendem Wasser).

3. Die Lichtgeschwindigkeit ist auf der Erde vollkommen unabhängig von der Richtung, obwohl sich die Erde mit großer Geschwindigkeit bewegt; sie verhält sich wie eine universelle Naturkonstante (Erfahrung am Versuch von Michelson-Morley).

Nach den Transformationsformeln von Galilei-Newton dürfte keine endliche Geschwindigkeit solche Eigenschaften offenbaren. Die an der Licht-

ausbreitung gewonnenen Erfahrungen ließen sich darum mit ihnen nicht in Einklang bringen und warfen die Frage auf: Wie haben die Transformationsformeln zu lauten, nach denen man die Raum-Zeitmessungen in gleichförmig geradlinigen Bezugssystemen aufeinander zu beziehen hat, wenn man die besondere Eigenart der Lichtgeschwindigkeit, sich als eine universelle Konstante zu erweisen, berücksichtigt? Die gesuchten Transformationen lauten — wenn man den schon oben behandelten einfachen Fall betrachtet, daß sich beide Systeme längs ihrer gemeinsamen x-Achse bewegen —

$$x' = \frac{x \pm v\,t,}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}, \quad y' = y, \quad z' = z, \quad t' = \frac{t \pm \frac{v}{c^2}\,x}{\sqrt{1 - \frac{v^2}{c^2}}}.$$

Es sind dies die sog. Lorentz-Einsteinschen Transformationen, in denen c die Vakuum-Lichtgeschwindigkeit bedeutet. Wie man sieht, gehen sie in die oben angeführten Transformationen von Galilei-Newton über, wenn man die Quotienten $\frac{v^2}{c^2}$ und $\frac{v}{c^2}$ vernachlässigt. Bei der Größe der Lichtgeschwindigkeit gegenüber irdischen Geschwindigkeiten und denjenigen der Himmelskörper ist dies praktisch immer zulässig. Ihre prinzipielle Vernachlässigung ist aber gleichbedeutend mit der Hypothese, daß die Lichtgeschwindigkeit nicht die soeben angeführten Besonderheiten einer universellen Naturkonstanten äußert, wie uns die Erfahrung lehrt.

Eine äußerst wichtige Erkenntnis, zu der die neuen Transformationsformeln hinführten, war die Relativität der Zeitmessungen, d. h. die Erkenntnis, daß Aussagen über Geschwindigkeiten und Zeitdauern nur einen Sinn haben, wenn angegeben wird, auf welches Bezugssystem sich diese Aussagen beziehen. Im Rahmen der hier behandelten Fragen treten jedoch diese Tatsachen und ihre erkenntnistheoretisch bedeutungsvollen Ausstrahlungen zurück. Für die Mechanik und das Prinzip der Relativität der Bewegungen bedeuteten die neuen Transformationsformeln den Beginn einer neuen Epoche. Denn die Grundgesetze der Newtonschen Mechanik bewahren nicht ihre Gestalt bei Ausübung einer „Lorentz-Transformation"; und da das Relativitätspostulat die durch die Erfahrung gewährleistete Gleichwertigkeit gleichförmig geradlinig gegeneinander bewegter Systeme fordert, so mußte man neue Grundgesetze der Mechanik suchen, die bei der Ausübung einer solchen Transformation ihre Gestalt bewahren. Daß dies nicht auf dem Wege einer geringfügigen Umgestaltung der vorhandenen Gesetze gelingen würde, ließ ein Umstand vermuten, der durch das „spezielle" Relativitätsprinzip — so nennt man das Relativitätspostulat für geradlinig gleichförmig bewegte Systeme, vereinigt mit den Lorentz-Einsteinschen Transformationen, im Gegensatz zu demselben Postulat, vereinigt mit den Galilei-Newtonschen Transformationen — erst ans Licht kam.

Einstein entdeckte auf Grund der neu gewonnenen Gesichtspunkte, daß auch der Energie Trägheit zugesprochen werden muß. Ein Körper, der Energie im Betrage L durch Ausstrahlung verliert, erfährt eine Einbuße an träger Masse im Betrage von $\frac{L}{c^2}$. Dadurch wurde aber die Geltung der seit Newton bekannten und mit der allergrößten Genauigkeit erprobten Gleichheit von träger und schwerer Masse in Frage gestellt. Denn einem Körper, der durch Energieausstrahlung an träger Masse verloren hatte, eine entsprechend geringere Schwere zuzusprechen, dazu boten die Grundprinzipien der Newtonschen Mechanik keine Handhabe. In ihnen findet ja, worauf anfangs ausdrücklich hingewiesen wurde, die Gleichheit von träger und schwerer Masse keine tiefere Begründung. Wollte man also die Grundgleichungen der Newtonschen Mechanik so ausgestalten, daß sie die Relativität der geradlinig gleichförmigen Bewegungen und die Konstanz der Lichtgeschwindigkeit zum Ausdruck bringen, ohne in anderem den Boden gesicherter Erfahrung zu verlassen, so konnte das nur durch den Anschluß an eine Gravitationstheorie geschehen, die der Energie außer Trägheit auch Schwere zuschrieb.

Diesen Anschluß und damit eine endgültige neue Grundlegung der Mechanik hat Einstein durch Aufstellung eines allgemeinen Relativitätsprinzips aller Bewegungen gewonnen. Die Grundzüge dieser neuen Theorie, die sich also organisch aus der speziellen Relativitätstheorie heraus entwickelt hat, sollen in folgendem kurz dargelegt werden.

Das allgemeine Relativitätsprinzip. Einstein ging bei der neuen Grundlegung der Mechanik wieder bis auf die primitiven Erfahrungstatsachen zurück, auf die schon Galilei und Newton aufgebaut hatten. Er gründete sie aber noch viel unmittelbarer auf die reine Beobachtung als Newton, denn in der neuen Mechanik tritt nicht das Trägheitsgesetz in den Vordergrund, das sich ja auf einen in Wirklichkeit nicht beobachteten Vorgang gründet. Vielmehr wird dafür das Prinzip der Relativität der Bewegung zum leitenden Grundprinzip und die älteste Erscheinungstatsache der Dynamik, nämlich die Gleichheit der trägen und schweren Masse, zum Grundgesetz erhoben. Hier liegt der Angelpunkt der neuen Mechanik. Einstein erkannte, daß eine Beschreibung der Bewegungsvorgänge als Relativbewegungen der Körper gegeneinander, so wie sie sich der unmittelbaren Beobachtung darbieten, möglich ist, weil das Gesetz der Gleichheit von träger und schwerer Masse besteht. Rufen wir uns den zu Anfang besprochenen „Eimer-Versuch“ von Newton wieder ins Gedächtnis, so sehen wir, daß das Auftreten der Zentrifugalkräfte den Schluß nicht rechtfertigt, Rotationen müßten als absolute Bewegungen aufgefaßt werden, wie Newton meinte. Denn da die Zentrifugalkräfte von Gravitationskräften nicht wesensverschieden sind — wegen der Gleichheit von träger und schwerer Masse — so ist prinzipiell der Standpunkt durchaus gerechtfertigt, ihr Erscheinen auf die Gravitationswirkung

der um den Körper kreisenden Massen des Weltalls zurückzuführen. Bei einer solchen Mechanik der Relativbewegungen müssen die Trägheits- und Schwereerscheinungen zu einer Einheit verschmolzen erscheinen. Der elementare Bewegungsvorgang ist nicht der nie beobachtete Vorgang einer völlig kräftefreien Bewegung wie im Trägheitsgesetz, sondern die Bewegung unter dem gleichzeitigen Einfluß von Trägheit und Schwere. Die Erscheinung der Gravitation ist nicht eine der vielen möglichen Kraftwirkungen, denen die Körper unterliegen können, sondern eine notwendige Erscheinungsform der Materie, die allen Bewegungserscheinungen zugrunde liegt. Einstein stellt darum das Prinzip der Gleichheit von träger und schwerer Masse an die Spitze der Mechanik und schöpft aus der bekannten Erfahrungstatsache, daß alle Körper im Gravitationsfelde der Erde mit der gleichen Beschleunigung fallen, die von ihm mit Äquivalenzhypothese bezeichnete Hypothese, die folgendes behauptet: Den Einfluß, den ein Gravitationsfeld auf irgendeinen Vorgang ausübt, würde jeder Beobachter auch wahrnehmen, wenn er ohne Annahme des Wirkens dieses Gravitationsfeldes sein Bezugssystem in die Beschleunigung versetzte, die für das betreffende Gravitationsfeld am Orte des Vorganges charakteristisch war.

Diese fundamentale Hypothese der neuen Theorie ordnet also das Problem der Gravitationserscheinungen einer Bewegungslehre der beschleunigten Vorgänge ein. Beschleunigungen sind die Gravitationserscheinungen in reinster Form. Man gelangt mit dieser Hypothese auf dem Wege über eine allgemeine Relativitätstheorie zu einer Theorie der Gravitationsfelder. Es tritt dabei nicht ein Ausdruck für die Gravitationskraft an die Spitze der Theorie, wie in der Newtonschen Mechanik, sondern dafür ein Bewegungsprinzip für Körper, die der Schwerewirkung unterliegen. Und Einstein gelang es, diesem Bewegungsprinzip die Gestalt eines Differentialgesetzes zu verleihen. Dadurch machte er sich von dem Begriff der Fernwirkung frei, die ja in der Newtonschen Mechanik der Massenanziehung anhaftete und dem Newtonschen Gesetz für die Gravitationskraft das Merkmal eines Naturgesetzes genommen hatte.

Dieses neue Bewegungsprinzip lautet: Jeder Körper bewegt sich unter dem Einfluß der Trägheit und Schwere längs einer „geradesten Bahn".

Diese „geradesten Bahnen" oder „geodätischen Linien" in der Raum-Zeit-Welt können aber, wie die Erfahrung lehrt, im allgemeinen keine geraden Linien im Sinne der euklidischen Geometrie sein, sondern sind — die Planetenbahnen zeigen es — krummlinig. Es muß demgemäß die Gravitation einem Zwange entsprechend wirken, der die Bahnen der Körper verzerrt. Die Aufgabe war, aus dem Prinzip der Relativität aller Bewegungen ein Maß für diese Verzerrung der Bahnen zu ermitteln. Einstein gelang dies, indem

er aus der Naturbeschreibung eine weitere Hypothese ausschloß, die ihr unbemerkt bisher angehaftet hatte.

Die Bewegungsgesetze einer allgemeinen Relativitätstheorie dürfen ihre Gestalt nicht verändern, wenn man von einem Bezugssystem zu einem irgendwie dazu bewegten Bezugssystem übergeht, genau ebenso wie in der speziellen Relativitätstheorie sich die Relativität der geradlinig gleichförmigen Bewegungen darin dokumentieren mußte, daß die Gesetze ihre Gestalt nicht ändern durften gegenüber Transformationen, die die Raum-Zeitmessungen solcher gleichartigen Systeme aufeinander bezogen. Einer so weitgehenden Forderung der Unveränderlichkeit gegenüber Koordinaten-Transformationen aller Art halten nun nicht Gesetze stand, die die Maßverhältnisse der euklidischen Geometrie zur Voraussetzung haben. Ja, es läßt sich sogar zeigen, daß die Gesetze der euklidischen Geometrie eine Voraussetzung enthalten, die, auf materielle Körper angewandt, einer Hypothese gleichkommt, die einer allgemeinen Relativitätstheorie zuwiderläuft. Man muß daher die beschränkenden Voraussetzungen der euklidischen Geometrie fallen lassen und allgemeinere Maßverhältnisse wählen, wie sie Riemann in die Geometrie eingeführt hat. Ohne dieses Opfer an altgewohnten mathematischen Darstellungsmitteln wäre nie eine Mechanik der Relativbewegungen der Körper in voller Allgemeinheit zu erreichen gewesen. — Man bringt dadurch nicht nur keine neuen Hypothesen in die Naturbeschreibung, sondern läßt im Gegenteil solche fallen, die die Verwendung der Formeln der euklidischen Geometrie, bisher unbemerkt, in die Mechanik hineingebracht hatte. Zugleich gelangt man zu dem äußerst fruchtbaren und vorurteilslosen Gesichtspunkt, daß die geometrischen Zustände der materiellen Welt Gegenstand der Beobachtung sind und keine absolute Bedeutung haben. Wenn es in einer allgemeinen Relativitätstheorie keinen Sinn hat, von einer Bewegung relativ zum absoluten Raum zu sprechen, dann hat es keinen Sinn, nichts desto weniger den Begriff eines Raumes beizubehalten, der von den physikalischen Verhältnissen vollkommen unabhängige absolute Maßverhältnisse hat, also z. B. diejenigen der euklidischen Geometrie oder einer nichteuklidischen Geometrie mit gegebener konstanter Krümmung. — Als Einstein sich zu dieser Erkenntnis durchgerungen hatte, gelang ihm der letzte Abschluß seiner Relativitätstheorie. Er führte die geometrischen Zusammenhangsverhältnisse der Welt auf die Gravitationsverhältnisse zurück und machte für die Abweichungen der „geradesten Bahn" im Schwerefeld von der geraden Linie die Abweichung der Maßverhältnisse von der euklidischen Geometrie verantwortlich. Diese Abweichung von den euklidischen Zusammenhangsverhältnissen wird nach den Untersuchungen von Bernhard Riemann durch eine gewisse Funktion gemessen. Einstein stellt Gleichungen auf, um den Wert dieser Funktion von Ort zu Ort und Zeitpunkt zu Zeitpunkt durch die Verteilung der materiellen Körper im Raume

zu bestimmen. Diese Gravitationsgleichungen bilden den Abschluß seiner Theorie.

Kurz zusammengefaßt sind die Grundzüge der allgemeinen Relativitätstheorie die folgenden:

1. Das Äquivalenzprinzip, das die Gleichheit der trägen und schweren Masse zum Grundprinzip der Mechanik erhebt. Ihr zugrunde liegt eine alte und auf das genaueste erprobte Erfahrungstatsache, die in der Newtonschen Mechanik zwar bekannt, aber nicht verwendet worden war. Da nach den Ergebnissen des speziellen Relativitätsprinzips die Energie Trägheit hat, so hat sie als Folge des Äquivalenzprinzips auch Schwere. Die schon in der Newtonschen Mechanik auftretenden wichtigen Prinzipien, das der Konstanz der Energie und das der Konstanz der Masse, fließen zu einem einzigen zusammen. Die Schranke, welche noch zwischen den zwei fundamentalen Begriffen der Physik, Materie und Energie, bestand, fällt, und wir sehen eine Möglichkeit, den einen der beiden auf den anderen zurückzuführen.

2. Das Bewegungsprinzip der „geradesten Bahn" reguliert die Bewegung eines Körpers unter der Wechselwirkung mit allen übrigen Massen.

3. Die Gravitationsgleichungen erlauben die „geradeste Bahn" aus der Verteilung von Masse und Energie, den das Schwerefeld bestimmenden Faktoren, zu berechnen. Die Gravitationswirkung pflanzt sich mit Lichtgeschwindigkeit fort. Die Lichtgeschwindigkeit, die in gravitationsfreien Gebieten, wo die spezielle Relativitätstheorie gilt, die Rolle einer universellen Geschwindigkeit spielt, wird in der allgemeinen Relativitätstheorie zur Funktion der Gravitationsfelder.

Demgegenüber baut sich die Newtonsche Mechanik auf ihren drei Grundgesetzen auf, die zwar mathematisch einfacher erscheinen, aber dafür arbeitet sie:

1. mit dem Begriff der absoluten Bewegung im Raum. Das Auftreten der Zentrifugalkräfte wird auf eine Wechselwirkung zwischen Materie und dem leeren Raum zurückgeführt und nicht auf die Wechselwirkung der Körper aufeinander;
2. mit dem Begriff der Fernkraft, die mit unendlicher Geschwindigkeit den Raum durchquert;
3. mit Formeln, die die singuläre Rolle der Lichtgeschwindigkeit in der Natur, die Relativität der Zeitmessungen und die Trägheit der Energie außer acht lassen;
4. mit der Trägheit und Schwere als zwei grundsätzlich verschiedenen Begriffen, obwohl beide dem Werte nach stets einander vollkommen gleich sind, also der naiven Beobachtung gemäß wesensgleich sein müßten.

Die astronomische Prüfung der neuen Mechanik. Neben diesen prinzipiellen Unterschieden ist jedoch entscheidend, ob die neue allgemeine Relativitätstheorie in der Beschreibung der beobachteten Bewegungsvorgänge dasselbe oder gar mehr zu leisten vermag als die klassische Mechanik. Was diese Frage anbetrifft, die die Astronomie besonders interessiert, weil ihr die Aufgabe zufällt, die Entscheidung zu treffen, so liegen die Verhältnisse zurzeit folgendermaßen.

Soweit die Bewegungen der Himmelskörper Gegenstand der Beschreibung sind, liefern die Formeln der allgemeinen Relativitätstheorie nicht allein die Bewegungsgesetze, die in den Keplerschen Gesetzen ausgesprochen sind, sondern darüber hinaus auch die zu Anfang des Kapitels erwähnte, bei Merkur beobachtete Abweichung von der nach den Newtonschen Formeln berechneten Bahn. So wurde die Anomalie in der Bewegung des Merkur zum ersten Prüfstein für die Leistungsfähigkeit der Theorie. Für die der Sonne ferneren Planeten werden die Abweichungen von der Newtonschen Theorie zahlenmäßig zu klein, als daß sie vorerst zu einer weiteren Prüfung dienen könnten.

Über den Geltungsbereich der Newtonschen Mechanik hinaus bietet aber die allgemeine Relativitätstheorie beobachtbare Einflüsse der Gravitation auf die Vorgänge der Lichtausbreitung und eröffnet damit der Astrophysik ein vollkommen neues Tätigkeitsgebiet.

Da die Lichtenergie nach der neuen Theorie Schwere hat, so müssen die Lichtstrahlen eines Sternes, die an der Sonne vorbeigehen, durch die Schwerewirkung der Sonne abgelenkt werden. Am Sonnenrande müßte ein Sternbild um 1″.75 aus der normalen Lage verschoben erscheinen. In der Tat haben bei der totalen Sonnenfinsternis am 29. Mai 1919 englische Expeditionen feststellen können, daß die Sternbilder in der Nähe der Sonne um Beträge verschoben erschienen, wie sie von der Einsteinschen Theorie vorausberechnet waren. Diese neu beobachtete Erscheinung läßt sich auf Grund früherer Anschauungen bisher nicht erklären; ob sie endgültig als Wirkung der Sonnengravitation auf die Schwere der Lichtenergie aufgefaßt werden darf und damit als eine Bestätigung der allgemeinen Relativitätstheorie, das werden hoffentlich spätere Untersuchungen zu entscheiden gestatten.

Außer diesen zwei Prüfungsmöglichkeiten der neuen Theorie, welche bisher zu ihren Gunsten gesprochen haben, führt die Äquivalenzhypothese auf einen Einfluß der Gravitation auf die Lichtemission, der bisher noch nicht mit voller Sicherheit festgestellt werden konnte. Nach dieser Hypothese, wie sie oben formuliert worden ist, soll eine vollkommene Äquivalenz zwischen Gravitationseinflüssen und solchen Einflüssen bestehen, welche sich auf entsprechende Beschleunigungen zurückführen lassen. Nun folgt aus der Beobachtung einer Lichtquelle von seiten eines beschleunigten Beobachters für diesen ein Dopplereffekt, welcher von seiner Beschleunigung herrührt. Nach

der Äquivalenzhypothese muß die dem Dopplereffekt entsprechende Verschiebung der Spektrallinien in gleichem Betrage erscheinen, wenn zwischen der Lichtquelle und dem Beobachter ein Gravitationsgefälle besteht, charakterisierbar durch die gleiche Beschleunigung aller Massen. Der Betrag dieser Linienverschiebung z. B. zwischen Sonne und Erde hängt demgemäß von dem Unterschied des Gravitationsfeldes zwischen Sonnen- und Erdoberfläche ab und ist bekannt, da die Masse und Dichte der Sonne uns bekannt sind. Bezeichnet λ die Wellenlänge einer Linie, so ist die infolge des Gravitationseffektes veränderte Wellenlänge in erster Näherung $\lambda' = \lambda(1 + 2 \cdot 10^{-6})$. Die Feststellung dieses Effektes ist noch nicht definitiv gelungen, obschon Anzeichen für sein Vorhandensein vorliegen. Denn Linienverschiebungen im Spektrum können auf Wirkungen verschiedenster Art zurückzuführen sein, und es wird eine Aufgabe der sorgfältigsten spektralanalytischen Untersuchung des Sonnenlichtes sein, die sich überlagernden Wirkungen zu scheiden. Diese Aufgabe ist deswegen von größter Bedeutung, weil dieser Effekt eine unmittelbare Folge der Äquivalenzhypothese ist und weder die Geltung des Bewegungsprinzips noch der Gravitationsgleichungen der allgemeinen Relativitätstheorie voraussetzt. Darum wäre sein Nachweis eine unmittelbare Prüfung der Äquivalenzhypothese, ohne die keine allgemeine Relativität der Bewegungen gelten kann. Sodann würde aber der Nachweis dieser Gravitationsverschiebung der Spektrallinien der Astrophysik ein Hilfsmittel in die Hand geben, aus den Spektren der Fixsterne Schlüsse über die Stärke der Gravitationsfelder auf ihren Oberflächen und damit mittelbar auch über ihre Massen zu ziehen. Und es eröffnet sich die Aussicht, die Massenverteilung im Weltraum und den Zusammenhang zwischen Spektraltyp und Masse zum Gegenstand der Forschung zu machen.

3. Das Dreikörperproblem und die Bewegung der Planeten.

Die Kenntnis der Keplerschen Gesetze reicht nicht aus, um die Bewegung der Planeten vollständig zu beschreiben. Denn die Anziehung der Planeten aufeinander stört die von der Sonnenanziehung herrührenden elliptischen Bahnen. So wurde die wichtigste aus der Theorie der Gravitation erwachsende Frage die, ob alle diese Störungen in der Bewegung der Planeten, Kometen und Monde aus ihrer gegenseitigen Anziehung berechnet werden können. Vollständig läßt sich diese Frage nur beantworten durch Ausführung der Rechnung und durch die Prüfung, ob die daraus resultierende Bewegung vollkommen mit der beobachteten übereinstimmt. Indessen ist schon das Problem, die Bewegung eines Planeten um die Sonne unter dem fortwährenden Einfluß der Anziehung eines anderen zu berechnen — das sog. *Problem der drei Körper* — so verwickelt, daß eine vollständige und strenge

Lösung bisher nicht gefunden worden ist. In seiner allgemeinsten Form läßt sich das „Vielkörperproblem" so aussprechen: Eine beliebige Zahl von Körpern (Planeten) mit bekannter Masse ist im Raume zerstreut, und ihre Örter, Geschwindigkeiten und Bewegungsrichtungen sind für einen bestimmten Moment gegeben. Sie seien dann ihrer gegenseitigen Anziehung nach dem Gravitationsgesetz überlassen. Es wird verlangt, allgemeine Formeln zu finden, durch welche ihre Örter zu jeder beliebigen Zeit bestimmt werden können. In dieser allgemeinen Form ist eine Lösung des Problems nicht gelungen und wird auch in absehbarer Zeit nicht gelingen. Das hat sich bei tieferem Eindringen in die Schwierigkeiten der gestellten Aufgabe unzweideutig gezeigt. Diese Schwierigkeiten rühren daher, daß die Kräfte, denen die Planeten im Laufe ihrer Bewegung unterliegen, infolge der Bewegungen dauernden Änderungen unterworfen sind. Zögen sich die Planeten gegenseitig nicht an, sondern wirkte auf sie nur die Anziehung der Sonne, so könnte das Problem vollständig gelöst werden, weil sie sich dann sämtlich, in genauer Übereinstimmung mit Keplers Gesetzen, in Ellipsen bewegen würden. Setzte man aber elliptische Bewegung voraus, so könnten die Örter der Planeten jederzeit durch einfache Formeln ausgedrückt werden und auf gleiche Weise die gegenseitigen Anziehungen. Aber gerade wegen ihrer gegenseitigen Anziehung bewegen sie sich nicht in Ellipsen, und die so gefundenen Formeln werden daher nicht korrekt sein.

Da eine allgemeine und vollständige Lösung des Problems nicht gelingen wollte, so bemühte man sich, aus den Verhältnissen, wie sie tatsächlich vorliegen — und die dadurch charakterisiert sind, daß die Sonne alle Planeten an Masse weit überragt und unter den Planeten wiederum Jupiter beträchtlich größer ist als alle anderen — eine möglichst genaue Annäherung an die gesuchte Lösung zu gewinnen. Erst vor wenigen Jahren hat K. Sundman das Problem in aller Allgemeinheit wieder aufgegriffen und auf dem Wege der strengen Analyse der Lösungen des Dreikörperproblems eine Methode der Annäherung entwickelt, die nicht an die besonderen Bedingungen unseres Sonnensystems gebunden ist. Seine Resultate haben deshalb besonderes Interesse erregt, weil sie zu Aussagen ganz allgemeiner Art über den Charakter der Lösungen in den kritischen Konstellationen der Bewegung geführt haben, wo die gewöhnlichen Methoden der Behandlung versagen. Diese kritischen Stellen der Bewegung sind die Zusammenstoßstellen von zwei oder mehreren der Körper. Natürlich wird bei diesen Untersuchungen mit ausdehnungslosen Massenpunkten gerechnet, die sich zu durchdringen vermögen. Aus den Arbeiten Sundmans folgt, daß der Zusammenstoß zweier Massenpunkte nicht zu einem zwangsweisen Ende des Bewegungsprozesses führt, wie z. B. noch Jacobi vermeinte, sondern daß eine Weiterführung der Bewegung über solche Stellen hinaus möglich ist, in denen übrigens die Bahnkurven der zusammenstoßenden Körper Spitzen aufweisen. Die allerdings besonders

interessierende Frage, unter welchen Voraussetzungen der Bewegungsvorgang niemals zu einem solchen Zusammenstoß führt, der ja bei der wahren Natur der Körper immer zu einer Katastrophe Veranlassung geben würde, hat indessen keine Beantwortung gefunden. Für das Dreikörperproblem bedeuten die Untersuchungen Sundmans einen bedeutenden Schritt vorwärts in der mathematischen Klärung der Schwierigkeiten; für die praktische Berechnung der Planetenbahnen sind sie nicht nutzbar zu machen. Hier ist man nach wie vor gezwungen, aus den besonderen Verhältnissen des Sonnensystems eine Vereinfachung des Problems abzuleiten.

Ein vollständiger Erfolg ist auch hier den Anstrengungen nicht beschieden gewesen. Doch zeigt die große Genauigkeit, mit welcher sich die berechneten Bahnen von Sonne, Mond und Planeten den wahren Bahnen anschließen, und die Sicherheit, mit der die Gesetze der Änderung dieser Bahnen für vergangene und kommende Jahrhunderte festgelegt sind, daß die Arbeit nicht vergeblich gewesen ist. Newton konnte das Problem nur auf geometrischem Wege angreifen; er zeigte, wie die Kräfte in einzelnen Teilen der Bahnen zweier Planeten wirken, von denen einer durch den anderen gestört wird. Er vermochte so darzulegen, wie die Anziehung der Sonne auf den Mond die Bahn des letzteren um die Erde ändert und die Wanderung der Mondknoten verursacht, und konnte genähert schon eine oder zwei Ungleichheiten in der Bahnbewegung des Mondes berechnen.

Die Mathematiker des Festlandes haben dann das Problem der planetarischen Bewegung mit einer Energie und Einsicht in Angriff genommen, die bald vom schönsten Erfolge gekrönt wurde. Sie erkannten das durchaus Ungenügende der geometrischen Methode Newtons und die Notwendigkeit, die Kräfte, welche die Planeten bewegen, auf analytischem Wege auszudrücken, und waren durch Anwendung dieser analytischen Methode imstande, Newtons und seiner Landsleute Arbeiten weit zu überholen. Die zweite Hälfte des 18. Jahrhunderts wurde auf diese Weise das goldene Zeitalter der theoretischen Astronomie. Vor allem glänzen hier die Namen eines Clairaut, d'Alembert, Euler, Lagrange und Laplace. Die großen Werke, welche dieses Jahrhundert beschlossen, Laplaces „Mécanique céleste" und Lagranges „Mécanique analytique", enthalten alles, was damals über diesen verwickelten Gegenstand bekannt war, und bildeten die Basis beinahe von allem, was seitdem vollendet worden ist.

In allen Untersuchungen dieser Epoche bildet die ungestörte Keplersche Ellipse des betrachteten Planeten die Ausgangsbahn. Die Elemente dieser Ellipse unterliegen infolge der Anziehung der übrigen Planeten dauernden Schwankungen, und das Ziel aller Bemühungen war, für diese Schwankungen möglichst allgemeine, d. h. für alle Zeiten gültige Formeln aufzustellen. Große Schwierigkeiten bot dabei z. B. die Beherrschung der Mondbahn, weil dieser Satellit der Erde selbst ein respektabel großer Himmelskörper

ist und Abweichungen von der ungestörten Bahn bei seiner Nähe zur Erde mit großer Genauigkeit festzustellen sind. Man ging darum in der zweiten Hälfte des vorigen Jahrhunderts dazu über, an Stelle der Keplerschen Ellipse andere Bahnen zu suchen, die die wahre Bewegung schon besser darstellen, z. B. eine pulsierende Ellipse, um von dieser Lösung als Ausgangsbahn ausgehend den Anschluß an die wirkliche Bewegung zu gewinnen. Diese Bemühungen geben den Untersuchungen von Hill zur Mondtheorie und denen von Gyldén ihr besonderes Gepräge. Sie fanden durch die Arbeiten Poincarés über die periodischen Lösungen im Dreikörperproblem einen gewissen Abschluß. Die neuen Ausgangsbahnen wurden aus einer Spezialisierung des Dreikörperproblems abgeleitet, die dadurch charakterisiert ist, daß dem dritten Körper eine nur verschwindend geringe Masse erteilt wird. Schon in dieser Einschränkung offenbart sich ein so ungeheurer Reichtum an verschiedenen Bahnformen, die aus dem Newtonschen Gesetze fließen, daß ein umfassender Überblick über alle Möglichkeiten unerreichbar scheint. Darum bedeutete es einen großen prinzipiellen Fortschritt, als Strömgren in den letzten Jahren dazu überging, unter Verzicht auf volle Allgemeinheit, ausgewählte Fälle im Dreikörperproblem nach besonderen Rechenmethoden bis in alle Einzelheiten rechnerisch zu verfolgen, um auf diesem Wege zu einer Klassifizierung der Bahnen zu gelangen. Es ist zu hoffen, daß ein so vertiefter Einblick in die Einzelheiten des Bewegungsmechanismus wieder zu allgemeinen Gesichtspunkten hinführen wird, aus denen wir wieder neue Erkenntnisse für das allgemeine Problem zu schöpfen lernen.

Doch kehren wir wieder zurück zu den grundlegenden Untersuchungen von Laplace und Lagrange und verfolgen wir an einigen Beispielen die auftretenden Abweichungen der Planeten oder des Mondes von der ungestörten Bewegung in seiner Keplerschen Ellipse.

Wohl das größte Interesse hat das Phänomen der langsamen Änderungen oder sogenannten *säkularen Störungen* der Planetenbahnen in Anspruch genommen, weil man daraus Schlüsse über den dauernden Bestand des Sonnensystems ziehen zu können hoffte. Kopernikus und Kepler hatten aus der Vergleichung der Planetenbahnen nach den Beobachtungen ihrer Zeit im Vergleich mit denen des Ptolemäus gefunden, daß Form und Lage dieser Bahnen langsamen Änderungen unterworfen sind. Die unmittelbaren Nachfolger Newtons vermochten diese Änderungen auf die gegenseitige Einwirkung der Planeten zurückzuführen, und so erhob sich nun die wichtige Frage, ob sie für alle Zeit fortdauern werden. Denn geschähe das, so würde eine gänzliche Umgestaltung oder Verwirrung des Sonnensystems und damit die Vernichtung alles Lebens auf unserer Erde die unausbleibliche Folge sein. Die Bahnen der Erde und der anderen Planeten würden so exzentrisch werden, daß bei der großen Annäherung an die Sonne zu einer Zeit und der außerordentlichen Entfernung zu einer anderen die Temperaturunterschiede unerträglich

werden würden. Lagrange bewies nun, daß diese Änderungen die Folge eines Systems regelmäßiger, periodischer Schwankungen sind, welches sich über das ganze Planetensystem ausdehnt, und daß die Perioden der Schwankungen von so außerordentlich langer Dauer sind, daß selbst während der Jahrtausende, in denen Menschen die Planeten beobachtet haben, nur eine progressive Bewegung merkbar sein kann. Die Zahl dieser kombinierten Oszillationen ist gleich der Zahl der Planeten, und ihre Perioden laufen von 50000 bis zu 2000000 Jahren — „große Uhren der Unendlichkeit, die Zeitalter schlagen, wie die unsrigen Sekunden". Infolge dieser Schwankungen bewegen sich die Perihelien die ganze Bahn entlang, und die Exzentrizitäten ändern sich, aber nur innerhalb ziemlich enger Grenzen. Ist so die Stabilität des Planetensystems auch für sehr lange Zeiten gesichert, so gilt, wie die Untersuchungen neuerer Theoretiker gezeigt haben, jene Beweisführung doch nicht für unbegrenzte Zeiträume, und wir sind daher durchaus nicht imstande, zu sagen, was dereinst aus unserem Planetensystem werden wird.

Mit der Bewegung des Mondes, welche bei der Nähe unseres Trabanten störende Einflüsse noch wahrnehmen läßt, die sich bei entfernteren Körpern der Beobachtung entziehen, haben sich seit der Entwicklung der Analyse die bedeutendsten Mathematiker mit Vorliebe beschäftigt und manche der damit verbundenen Fragen sind auch heutigentags noch nicht vollständig gelöst. Die wichtigste betrifft die *Akzeleration* der Bewegung. Halley hatte zu Anfang des 18. Jahrhunderts aus der Vergleichung alter Finsternisse mit neueren Beobachtungen eine säkulare Beschleunigung der Mondbewegung gefunden. Für Lagrange und Laplace, die dies vollauf bestätigten, war diese Tatsache sehr überraschend, da sie streng bewiesen zu haben glaubten, daß die gegenseitigen Anziehungen der Planeten oder Satelliten niemals deren mittlere Bahnbewegungen dauernd beschleunigen oder verzögern können; es schien also die Mondbewegung noch von einer anderen Kraft als der Gravitation beeinflußt zu sein. Nach mehrfachen vergeblichen Versuchen fand Laplace, daß infolge der säkularen Verringerung der Exzentrizität der Erdbahn die Wirkung der Sonne auf den Mond in der Tat eine fortschreitend veränderliche ist und eine Beschleunigung seiner Bewegung von 10″ im Jahrhundert hervorbringt, und zwar mußte die Wirkung dem Quadrate der Zeit proportional sein; wäre also der Mond nach einem Jahrhundert um 10″ voraus, so würde er nach zwei Jahrhunderten 40″, nach drei Jahrhunderten 90″ usw. dem berechneten Orte vorausgeeilt sein.

Dieses Resultat stimmte mit der beobachteten Akzeleration, d. h. der aus der Vergleichung alter Finsternisse mit modernen Beobachtungen gefundenen, so gut überein, daß bis in die Mitte des 19. Jahrhunderts niemand an seiner Richtigkeit zweifelte. Da ermittelte Adams, der die Laplaceschen Rechnungen aufgenommen und weiter durchgeführt hatte, daß die fragliche Wirkung nicht 10, sondern nur 6 Sekunden beträgt. Gleichzeitig schien

aber eine genauere Prüfung alter und neuer Beobachtungen zu zeigen, daß aus ihnen umgekehrt eine größere Akzeleration, nämlich 12 Sekunden statt 10, folge, also das Doppelte von der nach der Gravitationstheorie durch Adams berechneten. Die Untersuchungen von Newcomb haben allerdings den Betrag der beobachteten Akzeleration wieder auf 8″.0 reduziert.

Das von Adams gefundene Resultat veranlaßte die lebhaftesten Diskussionen. Während Hansen, Plana und Pontécoulant dasselbe bestritten und ersterer durch eine wesentlich von der Adamsschen verschiedene Methode sogar einen noch größeren Wert als Laplace fand, nämlich 12″, stimmte andererseits Delaunay, der das Problem gleichfalls auf anderem Wege behandelte, mit Adams im Endresultat überein. Je eingehender nun weiterhin die Frage untersucht wurde, desto mehr neigte sich die Wage auf die Seite von Adams. Er selbst zeigte, daß die Methoden von Pontécoulant und Plana mißlich seien; Cayley berechnete die Akzeleration auf einem neuen Wege, und Delaunay untersuchte die Sache gleichfalls von neuem, und beide fanden wieder dasselbe wie Adams. Nachdem nun noch neuerdings Brown durch eine sehr sorgfältige Rechnung 6″.0 gefunden hat, kann die Frage von der theoretischen Seite aus als entschieden betrachtet werden.

Halten wir uns also an dieses letzte Ergebnis, so besteht eine Differenz zwischen der berechneten und der beobachteten Akzeleration, deren Ursache ergründet werden muß. Eine mögliche Ursache bietet sich in der Flutwelle des Ozeans, deren Reibung die Umdrehungsgeschwindigkeit der Erde um ihre Achse fortwährend zu verringern strebt. Die Folge davon muß eine allmähliche, sehr langsame Zunahme der Länge eines Tages oder unserer Zeiteinheit sein, und die Zählung der Zeit wird sich daher stetig verzögern. Der Mond würde scheinbar schneller gehen, während in Wirklichkeit die Erde langsamer rotierte. Der Betrag dieser Verzögerung, der notwendig wäre, um den Überschuß der beobachteten Akzeleration (nach Newcomb) über die berechnete zu erklären, ist etwa 3^s im Jahrhundert; d. h., wir müßten annehmen, daß die Zählung unserer Zeit nach 100 Jahren um 3^s hinter derjenigen zurückbleibt, die wir mit der jetzt gültigen Rotationsdauer gleichmäßig fortzählend erhielten. Diese Veränderung ist indessen so geringfügig, daß wir sie auch heute noch nicht mit voller Sicherheit aus der Beobachtung nachweisen können.

Die säkulare Akzeleration ist nicht die einzige Veränderung oder Störung, welche die mittlere Bewegung des Mondes erleidet, ohne daß die Gravitationstheorie dafür eine Erklärung liefert. Es ist vielmehr noch eine unerklärte Schwankung in der Länge des Mondes vorhanden, welche nach Newcomb eine Periode von ungefähr 270 Jahren zu haben scheint. Infolge dieser Störung entfernt sich der Mond um etwa 13″ nach beiden Seiten von der Stellung, welche aus der Rechnung folgt, wenn man die Anziehung der übrigen Körper des Sonnensystems und die säkulare Akzeleration berück-

sichtigt. Über diese 270jährige Welle in der Bewegung des Mondes lagern sich noch kürzere Unregelmäßigkeiten von einer Periode, die zwischen 60 und 70 Jahren liegt. Mancherlei Hypothesen sind aufgestellt worden, um alle diese Störungen zu erklären, aber keine von ihnen kann völlig befriedigend genannt werden. Man ist deshalb darauf angewiesen, in die Tafeln für die Mondbewegung diese Abweichungen als empirisch gegebene Größen einzuführen, um wenigstens für eine gewisse Zeit einen engen Anschluß der Tafelwerte für die Mondörter an die tatsächlich beobachteten Örter zu erreichen. Die vollständigsten Tafeln für die Mondbewegung sind vor wenigen Jahren von E. W. Brown auf Grund einer äußerst sorgfältigen Diskussion der Mondtheorie ausgearbeitet worden.

Eine andere, nicht vollständig durch die Anziehung der übrigen Planeten erklärte Veränderung treffen wir in der Bewegung des Merkur. Leverrier hat gezeigt, daß die Perihelbewegung dieses Planeten etwa 40″ im Jahrhundert größer ist, als sie nach der Anziehung aller in Betracht kommenden Körper sein sollte. Er schrieb dies der Wirkung einer Gruppe sehr kleiner Planeten zwischen Merkur und Sonne zu, deren Bahnebene mit der des Merkur nahe zusammenfalle. Die Existenz intramerkurieller Planeten ist aber sehr unwahrscheinlich, da weder bei den äußerst zahlreichen Beobachtungen der Sonnenscheibe, noch bei den während totaler Sonnenfinsternisse speziell nach solchen Planeten angestellten Nachforschungen derartige Körper gefunden worden sind. Später hat nun Seeliger zu zeigen versucht, daß die Anziehung der die Sonne umhüllenden Staubwolke, welche man Zodiakallicht nennt, die Bewegung des Merkurperihels verursachen kann. Die Dichtigkeit der Massenverteilung im Zodiakallicht müßte als so groß angenommen werden, wie wenn man einen Würfel Wasser von weniger als $^1/_3$ Meter Seitenlänge in einen Raum von 1 Kubikkilometer verteilt. Neuerdings ist es, wie wir oben erwähnt haben, der allgemeinen Relativitätstheorie gelungen, die beobachtete Bewegung des Merkurperihels restlos aus der Sonnengravitation zu erklären, so daß gerade diese Erscheinung den ersten Prüfstein für die Leistungsfähigkeit der neuen Mechanik abgab (siehe S. 75).

Mit Ausnahme der genannten Fälle, zu denen noch gewisse, später näher zu besprechende Störungen des Enckeschen Kometen kommen, stimmen alle Bewegungen im Sonnensystem mit den Resultaten der Newtonschen Gravitationstheorie überein. Bei einer Darstellung der Planetenbewegungen nach den Formeln der allgemeinen Relativitätstheorie fällt, wie gesagt, auch die Merkuranomalie fort. Es erhebt sich darum gerade jetzt wieder, wo es gilt, die Entscheidung zwischen der Newtonschen und der Einsteinschen Mechanik zu treffen, die außerordentlich wichtige Aufgabe, aus einer sorgfältigen Diskussion auch der neuesten Planetenbeobachtungen nochmals die Übereinstimmung der Theorie mit den Beobachtungen einer Nachprüfung zu unterziehen. Nach der letzten Bearbeitung dieser Frage durch Newcomb hat es

den Anschein gehabt, als offenbarten noch die Venus- und die Marsbahn kleine, noch nicht sicher verbürgte Abweichungen von der Theorie, die auch die neue Mechanik Einsteins nicht ohne weiteres beheben könnte.

Die kleinen Unvollkommenheiten, welche in den astronomischen Tafeln noch bestehen, scheinen hauptsächlich aus Fehlern in den Daten hervorzugehen, von denen der Mathematiker bei der Berechnung der Bewegung eines jeden Planeten ausgehen muß. Weder die Umlaufszeit eines Planeten, noch die Exzentrizität seiner Bahn, die Lage des Perihels oder der Ort in der Bahn zu einer gegebenen Zeit lassen sich aus der Gravitationstheorie berechnen, sondern müssen aus den Beobachtungen abgeleitet werden. Wären die Beobachtungen fehlerfrei, so könnten Resultate von jedem gewünschten Genauigkeitsgrade aus ihnen erhalten werden; aber die Unvollkommenheiten aller Instrumente und des menschlichen Auges selbst verhindern, daß die Beobachtungen den Grad der Genauigkeit erreichen, den der Theoretiker verlangt, und sie machen fortdauernd Betrachtungen über die „Beobachtungsfehler" wie über die „Tafelfehler" notwendig.

4. Bahnbestimmung.

So schwierig die Aufgabe ist, der die vorausgehenden Betrachtungen galten, die Bahn eines Planeten mit Rücksicht auf alle Störungen durch andere Planeten zu berechnen und seinen Lauf für Jahrhunderte vorwärts und rückwärts zu verfolgen, so findet sie doch eine gewisse Erleichterung darin, daß die Bahnen der Himmelskörper, die man einem so eingehenden Studium unterwirft, immer bereits nahe bekannt sind, so daß der spätere Berechner jedesmal nur die Arbeit des früheren auf eine höhere Stufe der Vollkommenheit zu bringen hat. Aber es gibt noch ein anderes Problem der „Bahnbestimmung", das im Prinzip viel einfacher ist, dessen Schwierigkeit aber darin liegt, daß es plötzlich an den Astronomen herantritt und ohne solche Vorarbeiten gelöst werden muß. Sobald nämlich ein neuer Planet oder Komet entdeckt ist, soll aus den ersten Beobachtungen des Himmelskörpers sofort seine Bahn wenigstens mit solcher Schärfe abgeleitet werden, daß der neue Fund leicht weiter verfolgt und gesichert werden kann. An diese Aufgabe denkt der Astronom zunächst, wenn er von „Bahnbestimmung" spricht, und es soll hier versucht werden, die Natur dieses Problems klarzumachen, ohne daß wir dem rechnenden Astronomen ganz bis in seine von mathematischem Rüstzeug starrende Werkstatt folgen wollen.

Die wesentlichste Vereinfachung, die man sich bei dem Problem der raschen Bahnbestimmung eines neuentdeckten Himmelskörpers erlaubt, ist die, daß man von allen Störungen durch die Planeten absieht und voraussetzt, daß er allein der Anziehung der Sonne folgt. Dann gelten für seine Bewegung die Keplerschen Gesetze in ihrer durch Newton erweiterten Form.

Das erste Keplersche Gesetz sagt aus, daß sich der Himmelskörper in einem Kegelschnitt bewegt, in dessen einem Brennpunkt die Sonne steht. Bei den Planeten ist der Kegelschnitt eine Ellipse, bei den Kometen auch eine Parabel oder eine Hyperbel. Die Kegelschnitte hängen in folgender Weise zusammen.

Wird durch einen geraden Kreiskegel eine Ebene so gelegt, daß sie den Kegelmantel überall schneidet, so entsteht eine Ellipse (*EE* Fig. 21). Die Größe der Ellipse ändert sich mit der Neigung der Schnittebene gegen die Kegelachse. Sie ist für eine gegebene Entfernung von der Spitze des Kegels am kleinsten, und die Ellipse wird zum Kreise (*KK*), wenn die Ebene senkrecht auf der Achse steht; sie wächst, wenn der Neigungswinkel abnimmt. Läßt man nun die Neigung gegen die Achse immer geringer werden, so wird die Schnittebene schließlich einer Seite des Kegels parallel. In diesem Falle haben wir eine Parabel (*PP*). Wird die Neigung noch geringer, so entsteht eine Hyperbel (*HH*), welche, wie man aus der Figur ersieht, aus zwei getrennten Zweigen besteht. Die Ellipse ist eine geschlossene Figur und der Kreis ein spezieller Fall von ihr; Parabel und Hyperbel dagegen sind nicht geschlossene Kurven, sondern haben Arme, die sich in die Unendlichkeit erstrecken (Fig. 22).

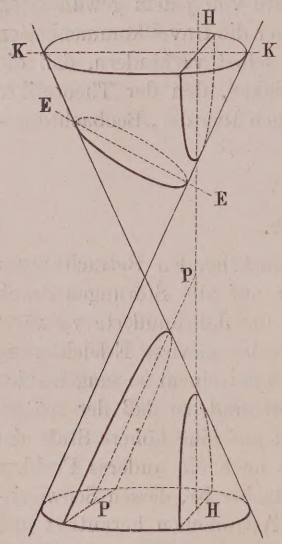


Fig. 21.

Wenn man sich hiernach alle möglichen Kegelschnitte vorstellt, so unterscheiden sich dieselben in zweierlei Hinsicht, erstens durch ihre Form, zweitens durch ihre Größe. Die Form eines Kegelschnitts charakterisiert man durch seine Exzentrizität, seine Größe durch den sog. Parameter.

Die *Exzentrizität* (*e*) der Ellipse ist das Verhältnis des Abstandes *FM* eines Brennpunktes (*F*) vom Mittelpunkte (*M*) zum halben größten Durchmesser oder zur halben großen Achse ($ME = a$), also $e = \frac{FM}{a}$; der *Parameter* ($2p$) ist die durch den Brennpunkt gehende Senkrechte *AB*. Im Kreise fallen Brennpunkt und Mittelpunkt zusammen, die Exzentrizität verschwindet, und der Parameter wird gleich dem Durchmesser des Kreises. In der Parabel, deren Achse unendlich groß ist, und deren Mittelpunkt daher gleichsam auch in unendlicher Entfernung vom Brennpunkte liegt, ist die Exzentrizität gleich eins; in der Hyperbel ist sie größer als eins. Ellipse und Hyperbel haben zwei Brennpunkte, die Parabel hat einen. Die Ellipse hat die Eigenschaft, daß die Summe der zu jedem Punkte gehörigen beiden Radii Vec-

tores[1]) g eich der großen Achse ist; dies gibt für sie ein bequemes Konstruktionsmittel.

Wenn man nun die Bahn eines Himmelskörpers bezeichnen will, so hat man zunächst Exzentrizität und Parameter des Kegelschnitts, welchen er beschreibt, anzugeben. Man hat ferner die Lage des Kegelschnitts im Raum zu fixieren. Der eine Brennpunkt liegt freilich fest in der Sonne, aber es kommen Kegelschnitte in allen möglichen durch die Sonne gehenden Ebenen in Betracht. Die Ebenen der Planetenbahnen liegen zwar mehr oder weniger nahe der Ebene der Erdbahn, der Ekliptik, aber die Kometen laufen zum Teil in Ebenen, die fast senkrecht zur Ebene der Erdbahn stehen. Man fixiert jede Bahnebene, indem man ihre *Neigung* gegen die Erdbahn angibt und die *Länge des aufsteigenden Knotens*, d. h. den Winkelabstand desselben vom

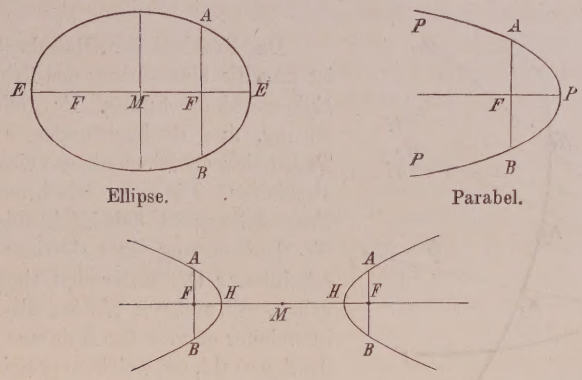


Fig. 22.

Frühlingspunkte. Schließlich hat man noch festzustellen, wie der Bahnkegelschnitt innerhalb der Bahnebene orientiert ist. Das geschieht am einfachsten, indem man den Winkel zwischen der großen Achse der Bahn und der Knotenlinie angibt. Man wählt dabei dasjenige Ende der großen Achse, welches der Sonnennähe, dem Perihel, entspricht, und bezeichnet den Winkel als *Abstand des Perihels vom Knoten.*

Es sind also, um die Bahn eines Himmelskörpers zu fixieren, im ganzen fünf *Elemente* anzugeben: Exzentrizität, Parameter, Knotenlänge, Neigung, Abstand des Perihels vom Knoten.

Es erübrigt nur noch, die Mittel namhaft zu machen, mit denen man nun für jeden Himmelskörper den Punkt seiner Bahn festlegt, an dem er sich zu einer beliebigen Zeit befindet. Dazu muß man zunächst einmal

[1]) Das sind die von den Brennpunkten nach einem Punkte der Kurve gezogenen Linien.

angeben, an welchem Punkt sich der Himmelskörper zu einer bestimmten Zeit befand. Man pflegt hierfür die Zeit des Perihels zu wählen, gibt also an, zu welcher Zeit der Körper in der Sonnennähe stand. Mit dieser *Perihelzeit* als sechstem Element sind alle notwendigen Angaben beisammen. Denn die späteren Stellungen des Himmelskörpers folgen aus dieser Anfangsstellung mit Hilfe des zweiten und dritten Keplerschen Gesetzes, welche man in die Aussage zusammenfassen kann: Die in der Zeiteinheit vom Radiusvektor überstrichene Fläche ist der Quadratwurzel aus dem Parameter der Bahn proportional.

Auf Grund dieser Regel aus den sechs Elementen den Ort eines Himmelskörpers für eine Reihe von Tagen vorauszusagen, eine *Ephemeride* zu rechnen, ist kein allzu schweres, bereits von Kepler vollständig gelöstes Problem.

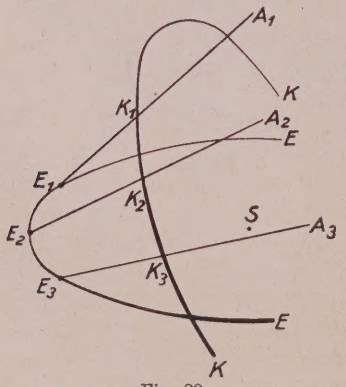


Fig. 23.

Das Problem der „Bahnbestimmung" ist nun die Umkehrung des Problems der Ephemeridenrechnung. Es stellt die Forderung, aus Beobachtungen an einigen Tagen die sechs Elemente des Kegelschnitts abzuleiten. Die geometrisch-mechanische Fragestellung ist dabei folgende. Durch die Beobachtung eines Gestirns wird sein scheinbarer Ort unter den Gestirnen gegeben, mit anderen Worten die Richtung, in welcher es von der Erde aus erscheint, der Sehstrahl, auf welchem es sich befindet. Hat man einen Himmelskörper an drei Tagen beobachtet, so hat man hiermit drei Sehstrahlen, drei gerade Linien im Raume, auf denen sich der Körper zu diesen drei Zeiten befunden haben muß. Sind E_1, E_2, E_3 (Fig. 23) die Stellungen der Erde zu den drei Beobachtungszeiten auf ihrer bekannten Bahn EE, bezeichnen ferner die Geraden E_1A_1, E_2A_2, E_3A_3 die drei Sehstrahlen, so weiß man, daß sich der Himmelskörper zu den Beobachtungszeiten irgendwo auf diesen Sehstrahlen befunden haben muß, ohne daß man den genauen Ort auf jedem Sehstrahl, die Entfernung von der Erde, aus der Beobachtung direkt entnehmen könnte. Es bleibt die Aufgabe, einen Kegelschnitt KK mit der Sonne S in einem Brennpunkt so zu legen, daß er erstens durch die drei Sehstrahlen hindurchgeht, und daß zweitens ein in diesem Kegelschnitt nach den Keplerschen Gesetzen sich bewegender Himmelskörper zu den betreffenden Beobachtungszeiten auf den Sehstrahlen in den Punkten K_1, K_2, K_3 ankommt. Drei Beobachtungen ergeben durch die Forderungen, daß die Sehstrahlen von der Bahn geschnitten und zur Beobachtungszeit vom Himmelskörper erreicht werden sollen, gerade sechs Gleichungen für die unbekannten sechs Bahn-

elemente. Diese Gleichungen sind zu verwickelt, als daß sie direkt aufgelöst werden könnten. Die Auflösung ist vielmehr nur durch eine Reihe aufeinanderfolgender Versuche erreichbar. Olbers ist es zuerst gelungen, diese Versuche für den Fall parabolischer Bahnen, wie man sie bei den meisten Kometen voraussetzen kann, so anzuordnen, daß sie auf kurzem Wege zum Ziel führen. Die Voraussetzung parabolischer Bahn bedeutet, daß man die Exzentrizität $e = 1$ setzt, so daß statt der sechs nur noch fünf unbekannte Elemente gesucht sind. Auch ist die parabolische Bewegung an sich besonders einfach. Gauß hat in seiner „Theoria motus corporum coelestium" dasselbe für den allgemeinen Fall der Bewegung in einem beliebigen Kegelschnitt geleistet.

So oft bei einer der astronomischen Zentralstellen aus irgendwelchen Teilen der Erde Beobachtungen eines neuentdeckten Himmelskörpers von drei verschiedenen Tagen eingelaufen sind, werden sofort — im Prinzip nach den Methoden von Gauß oder Olbers, denen im Laufe des letzten Jahrhunderts nur unwesentliche Verbesserungen hinzugefügt wurden, — die sechs Bahnelemente gerechnet und nebst der aus ihnen folgenden Ephemeride an die Sternwarten gesandt.

Es war hier natürlich nur möglich, die Methode der Bahnbestimmung von Planeten und Kometen im knappsten Umrisse anzudeuten. Wer sich etwas eingehender mit diesem Gegenstande beschäftigen will, findet in der Schrift von J. Frischauf, „Grundriß der theoretischen Astronomie und der Geschichte der Planetentheorien", 2. Aufl., Leipzig, Engelmann, 1903, eine ausführlichere, aber immer noch elementare Darstellung. Für ein gründliches Studium können „Die Bahnbestimmung der Himmelskörper" von J. Bauschinger, Leipzig, Engelmann, 1906, oder die Originalwerke von Gauß „Theoria motus corporum coelestium", Hamburg 1809 (Neueste Auflage in Gauß' Werken, Bd. VII, Göttingen 1906, und Olbers „Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen", Weimar 1797 (3. Aufl., Leipzig 1864) empfohlen werden.

5. Anziehung kleiner Massen. Dichtigkeit der Erde.

Um den vollständigen Beweis zu liefern, daß Attraktion wirklich jedem materiellen Teilchen eigen ist, war es wünschenswert, durch das Experiment zu zeigen, daß isolierte Massen in der Tat einander so, wie es Newtons Gesetz erfordert, anziehen. Dieses Experiment ist auf verschiedenem Wege erfolgreich ausgeführt worden, freilich weniger in der Absicht, die Existenz der Attraktion nachzuweisen, als die mittlere Dichte der Erde zu bestimmen. Die Anziehung einer Kugel auf einen Punkt ihrer Oberfläche ist, wie die Mathematik lehrt, dieselbe, als wenn die ganze Masse der Kugel in ihrem Mittelpunkte vereinigt wäre. Sie verhält sich demnach direkt wie die ganze Summe der materiellen Teile der Kugel, oder wie ihr Gewicht, und um-

gekehrt wie das Quadrat ihres Halbmessers. Wir wollen nun die Anziehung zweier Kugeln aus gleichem Material betrachten, von denen die eine den doppelten Durchmesser der anderen hat. Da der Inhalt einer Kugel proportional der dritten Potenz des Radius wächst, so folgt, daß die größere achtmal den Rauminhalt und also auch achtmal die Masse oder das Gewicht der kleineren hat. Andererseits aber ist ein Oberflächenteil der größeren Kugel doppelt so weit vom Mittelpunkte entfernt, als einer der kleineren, die Anziehung also aus diesem Grunde nur ein Viertel. Verbinden wir nach dem Attraktionsgesetze diese beiden Anziehungsfaktoren, so ergibt sich, daß die Anziehung auf ein Oberflächenteilchen der größeren Kugel doppelt so groß ist ($8 \times 1/4$), als diejenige auf ein Teilchen der kleineren; die Anziehungen verhalten sich also direkt wie die Durchmesser der Kugeln, wenn die Dichtigkeiten gleich sind, d. h., wenn derselbe Raum in beiden Kugeln dieselbe

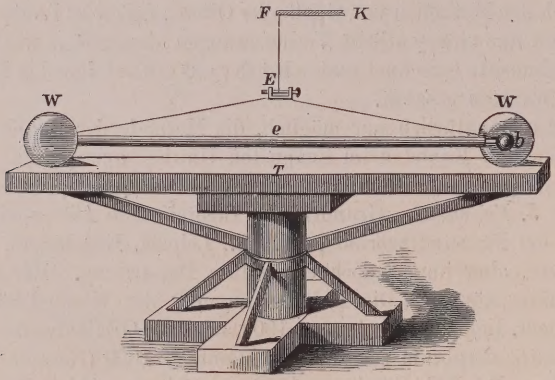


Fig. 24. Drehwage von Cavendish.

Masse enthält. Sind die Dichtigkeiten nicht gleich, so ist die Attraktion proportional dem Produkt von Dichtigkeit und Durchmesser.

Der Durchmesser der Erde beträgt rund 13 Millionen Meter. Die Anziehung, welche eine Kugel von derselben Dichtigkeit, aber von 1 m Durchmesser, auf einen Punkt an seiner Oberfläche ausübt, wird demnach ein Dreizehnmilliontel der Erdanziehung sein oder ein Dreizehnmilliontel des Gewichtes des angezogenen Körpers. Mäßen wir also z. B. die Anziehungskraft einer Bleikugel von der angegebenen Größe und fänden sie genau zu einem Dreizehnmilliontel von dem Gewicht des angezogenen Körpers, so würden wir schließen, daß die durchschnittliche oder mittlere Dichte der Erde gleich jener des Bleies wäre. In Wirklichkeit aber wird jene Anziehung nahe zweimal so groß gefunden; es ist folglich das Blei etwa zweimal so dicht, als das Mittel der die Erde zusammensetzenden Bestandteile.

Der Physiker Cavendish, der zuerst (1798) die Dichtigkeit der Erde auf

diese Art bestimmte, bediente sich dabei eines Apparates, den Fig. 24 in der ihm späterhin von Baily gegebenen Form darstellt. An dem Arme *KF* hängt an einem feinen Seidenfaden *EF* ein sehr leichter horizontaler Stab *e*, an dessen Enden die kleinen Gewichte *b b* (in der Figur ist nur das rechte sichtbar) befestigt sind. Um einen derartig aufgehängten Stab in der horizontalen Ebene zu drehen, ist nur eine äußerst geringe Kraft erforderlich, da nur der Widerstand des sehr dünnen Seidenfadens gegen Drehung (Torsion) zu überwinden ist. Der Apparat führt deshalb den Namen *Drehwage* oder *Torsionspendel.* Die anziehenden, möglichst großen Massen bestehen aus zwei Bleikugeln *WW*, die auf einem drehbaren Tische *T* auf verschiedenen Seiten der leichten Kugeln *b* ruhen. Die Einwirkung der schweren Bleikugeln auf *b b* versetzt nun die Drehwage aus der Gleichgewichtslage in Drehung (in der Figur in einer der Bewegung des Uhrzeigers entgegengesetzten Richtung), bis die Torsion des Seidenfadens die Weiterbewegung hindert, worauf die Wage nach kurzer Ruhe wieder nahezu in die anfängliche Lage zurückgeht. So macht sie mehrere Schwingungen, jede von einigen Minuten Dauer, und bleibt zuletzt in Ruhe in einer von der ersten verschiedenen Stellung. Die anziehenden Kugeln werden dann in die umgekehrte Stellung zu den angezogenen gebracht, so daß die Wage nun im Sinne des Uhrzeigers schwingt. Diese Schwingungen werden durch ein Mikroskop beobachtet und gemessen, welches in dem Kasten, der den ganzen Apparat umschließt, angebracht ist. Aus der Größe der Bewegungen kann dann die Anziehung der Kugeln berechnet werden. Cavendish erhielt so als mittlere Erddichte 5.48, wenn die mittlere Dichte des Wassers gleich 1 gesetzt wird.

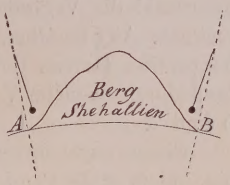


Fig. 25.

Die Versuche sind später von anderen Beobachtern wiederholt worden. So fand Reich (1838) 5.49 und (1852) 5.58, Baily (1843) 5.66, Cornu und Baille (1873) 5.56, Boys (1894) 5.53 und Braun (1896) 5.53.

Dasselbe Problem hat man ferner dadurch zu lösen versucht, daß man die Attraktion von Bergen, also von Teilen der Erdkruste, zu bestimmen suchte. Der erste derartige Versuch, zugleich überhaupt der erste Versuch zur Bestimmung der Erddichte, rührt von dem englischen Astronomen Maskelyne her, welcher 1774 die Anziehung des Berges Shehallien in Schottland durch Beobachtung der Ablenkung des Lotes ermittelte. Das Prinzip der Messungen ist das folgende. Durch die Anziehung des Berges muß ein an seiner Seite aufgehängtes Bleilot aus der nach dem Mittelpunkte der Erde gerichteten oder vertikalen Lage nach dem Berge zu abgelenkt werden (Fig. 25). Kennen wir dann durch direkte Messung Dichtigkeit und Volumen des Berges, so läßt sich hieraus, in Verbindung mit der beobachteten Ablenkung und dem bekannten Volumen der Erde, die Dichte der letzteren

bestimmen. Die auf diesem Wege abgeleitete Dichtigkeit der Erde war 4.95, also beträchtlich kleiner, als sie späterhin aus der Anziehung der Bleikugeln folgte. Diese Methode kann aber nur ungenaue Resultate geben, da man nicht imstande ist, die Verschiedenheiten der Dichte, die im Berge und in seiner Umgebung wohl meist vorhanden sein werden, in Rechnung zu ziehen. So fanden James und Clarke (1858) durch Beobachtungen am Berge Arthurs Seat bei Edinburgh den Wert 5.32.

Eine dritte Methode beruht auf der Bestimmung der Veränderung der Schwere. Die Wirkung der Gravitationskraft vermindert sich, je weiter wir von der Erde fort- oder in sie hineingehen. Diese Veränderung der Schwere bestimmt man nun am besten aus Pendelbeobachtungen. Die Anzahl der Schwingungen, die ein Pendel von gegebener Länge in einer gewissen Zeit macht, hängt nämlich wesentlich ab von der Schwerkraft; je stärker diese ist, desto rascher schwingt das Pendel. Zählt man nun die Schwingungen eines Pendels an einem Punkte der Erdoberfläche und an einem möglichst tief darunter gelegenen Punkte, so läßt sich aus der Veränderung der Schwingungszahl die Veränderung der Schwere und daraus dann die Dichte berechnen. Airy bestimmte auf diese Weise 1856 in einem Schachte des Kohlenbergwerkes Harton Colliery die Erddichtigkeit zu 6.57, und von Sterneck fand durch dasselbe Verfahren in vier Bergwerksschachten Werte zwischen 5 und 7.

Einen umgekehrten, im Prinzip aber ähnlichen Weg schlug 1824 Carlini ein, indem er die Pendelschwingungen am Fuße und auf der Spitze des Mont Cenis beobachtete. Aus der Vergleichung der beobachteten mit der theoretisch berechneten Änderung der Schwingungsdauer folgt, mit Berücksichtigung der Volumina von Erde und Berg und der Entfernung des Pendels vom Schwerpunkte beider, das Verhältnis der Dichtigkeit von Erde und Berg, also, wenn man letztere auf andere Weise ermittelt, die Erddichte selbst. Sie ergab sich zu 4.84. Mendenhall wiederholte (1881) den Versuch auf dem Berge Fujiyama in Japan, und Preston (1894) bei zwei Bergen auf den Hawai-Inseln. Ersterer fand 5.77, letzterer 5.59. Dieses Verfahren kann jedoch ebensowenig als das von Airy auf große Genauigkeit Anspruch erheben, weil die in beiden Methoden nicht zu vermeidenden Hypothesen über die Dichtigkeit von Bestandteilen der Erde stets unsicher sein müssen.

Wesentlich genauer ist eine Methode, die Jolly vorschlug. Er versuchte das Problem mit Hilfe einer Wage zu lösen, indem er eine kleine Masse einmal unter dem Einflusse einer nahe befindlichen großen anziehenden Masse wog, das andere Mal ohne dieselbe. Jolly benutzte dabei eine Wage, welche an jedem Arme zwei Wagschalen trug, von denen die eine, die dem anziehenden Körper am nächsten war, 21 m unterhalb der oberen hing. Er erhielt so aus mehreren Versuchsreihen (1878 und 1881) den Wert 5.69. Poynting bediente sich desselben Prinzips, nur war bei seinen Versuchen

die Anordnung eine andere. Er ersetzte die eine Schale seiner Wage durch eine kleine Bleikugel und maß die Anziehung, welche eine große Bleimasse auf diese Kugel ausübte. Poynting fand (1894) 5.49 für die mittlere Erddichte. Mit Hilfe einer der Jollyschen ähnlichen Doppelwage haben Richarz und Krigar-Menzel (1898) die Erddichte bestimmt. Ihr Verfahren bestand darin, daß sie zwei nahezu gleiche Kugeln mit einander verglichen, von denen sich zunächst die eine (A) auf dem ersten Arme oberhalb und die andere (B) auf dem zweiten Arme unterhalb einer 100000 kg schweren Bleimasse befand. Das Gewicht der Kugel A wurde bei dieser Anordnung durch die Anziehung der Bleimasse um ebensoviel vergrößert, als das der Kugel B verkleinert wurde; der Ausschlag der Wage entsprach somit dem doppelten Betrage der Anziehung. Wurde dann A in die untere Schale des ersten Armes, B in die obere Schale des zweiten Armes gelegt, so erzielte man den gleichen Ausschlag der Wage im entgegengesetzten Sinne. Für die Erddichte ergab sich aus diesen Versuchen der Wert 5.51.

In den Jahren 1887 und 1888 hat Wilsing eine wesentlich andere Methode zur Bestimmung der Erddichte in Anwendung gebracht. Der von ihm konstruierte Apparat bestand aus einem dünnwandigen Metallrohre, an dessen Enden sich je eine Kugel aus Blei von 1 kg Gewicht befand. In der Mitte des Rohres war eine Schneide, die auf einem an einer Wand befestigten Lager ruhte, so angebracht, daß das Rohr sich pendelartig in einer auf der Schneide senkrechten Ebene gegen die Vertikale hin und her bewegen konnte. Es wurden nun der oberen und der unteren Kugel dieses zweiarmigen Pendels, das man auch als eine Wage mit vertikal stehendem Wagebalken bezeichnen könnte, mehrere Zentner schwere Metallmassen von verschiedenen Seiten her in der Ebene, in der die Pendelschwingungen erfolgten, genähert, so daß die obere Kugel durch die Massenanziehung nach rechts, die untere nach links und durch Umsetzung der Massen umgekehrt die obere Kugel nach links, die untere nach rechts abgelenkt wurde. Hierdurch wurden Ablenkungen des Pendels aus der Vertikallage hervorgebracht, deren Betrag viermal so groß war als der, den eine Masse auf eine der Kugeln am Ende des Pendels ausgeübt hätte. Aus dem Gewichte der sich anziehenden Massen, der Ablenkung des Pendels und der Schwingungsdauer desselben berechnete Wilsing aus zwei zu verschiedenen Zeiten angestellten Versuchsreihen die Erddichte zu 5.58.

Wenn auch die einzelnen hier besprochenen Untersuchungen zum Teil sehr verschiedene Resultate geliefert haben, so läßt sich doch, namentlich aus den neueren und genaueren Bestimmungen, folgern, daß die mittlere Erddichte sehr nahe 5.55 sein muß.

6. Figur und Größe der Erde.

Drehte sich die Erde nicht um eine Achse, so würde ihr die gegenseitige Anziehung aller ihrer Teile eine genau kugelförmige Gestalt zu geben streben;

und wenn auch die Kohäsion der festen Teile die Herstellung einer vollkommenen Kugelform verhinderte, so würde doch wenigstens die Oberfläche des Meeres sehr nahe diese Gestalt annehmen. Setzen wir nun eine solche sphärische Erde in rotierende Bewegung um eine bestimmte Achse, so wird eine Zentrifugalkraft entstehen, welche die Teile von den Polen gegen die äquatorialen Gegenden hin zu bewegen sucht. Die Oberfläche wird dementsprechend die Form eines Sphäroids (eines Rotationsellipsoids) annehmen, dessen größter Durchmesser im Äquator, dessen kleinster in der Achse liegt. Eine Berechnung dieser Zentrifugalkraft aus den bekannten Größenverhältnissen der Erde und der Rotationszeit zeigt, daß dieselbe am Äquator $^1/_{289}$ der Schwerkraft beträgt. Sie vermindert also die Schwerkraft um diesen Betrag und ebenso das die Schwerkraft messende oder ausdrückende Gewicht eines Körpers.

Betrachten wir das Verhalten eines Pendels auf der Erdoberfläche, so finden wir, daß es am Äquator langsamer schwingt oder daß dort eine Pendeluhr, die in nördlichen Breiten genau reguliert war, nachgeht. Diese Erfahrung machte in der Tat der französische Astronom Richer, der 1672 von der Pariser Akademie zur Anstellung von Marsbeobachtungen nach Cayenne gesandt worden war; er fand, daß seine in Paris genau richtig gehende Uhr in Cayenne täglich über 2^m nachging. Trotzdem glaubten die französischen Astronomen nicht an eine Abplattung der Erde, weil die in Frankreich unternommenen geodätischen Operationen eher eine Verlängerung der Erde in der Richtung der Pole als eine Abplattung anzuzeigen schienen. Dieses Resultat war aber dadurch hervorgerufen worden, daß wegen der Kürze der in Frankreich gemessenen Distanz die unvermeidlichen Beobachtungsfehler die Wirkung der Erdelliptizität vollständig verdeckten. Wir müssen indessen den französischen Astronomen der nächstfolgenden Generation nachrühmen, daß sie die sorgfältigsten Messungen anstellten, um die Frage endgültig zu entscheiden. Das durch Gradmessungen in Peru und Lappland von ihnen erhaltene Resultat war in vollkommener Übereinstimmung mit Newtons Theorie und gab ihr eine mittlerweile allerdings unnötig gewordene Bestätigung.

Newton war nicht imstande, die Figur, welche die Erde unter dem Einflusse ihrer eigenen Attraktion und der durch die Rotation hervorgerufenen Zentrifugalkraft hätte annehmen sollen, genau zu bestimmen, obschon er einsah, daß ihre Meridiane von Ellipsen nicht sehr abweichen könnten. Die Schwierigkeit des Problems rührt daher, daß, wie die Erde ihre Form infolge der Rotation ändert, sich Richtung und Stärke der Attraktion an den verschiedenen Punkten ihrer Oberfläche gleichfalls ändern, und daß dadurch von neuem eine Veränderung der Erdfigur bewirkt wird. Erst etwas später wurde das Problem, die Form einer rotierenden flüssigen Masse zu bestimmen, für einige Fälle gelöst; man fand, daß bei einem derartigen Körper die Meridiane Ellipsen sind und der Körper demnach ein Rotationsellipsoid ist.

Aus zwei Gründen weicht indessen die zu bestimmende Figur der Erde von einem genauen Ellipsoid ab. Der erste ist, daß die Dichtigkeit der Erde wächst, je mehr man sich dem Erdmittelpunkte nähert, der zweite, daß es große Unregelmäßigkeiten in der Dichte ihrer Oberflächenschichten gibt.

Für die wahre Figur der Erde ist durch Listing der Name *Geoid* eingeführt worden. Man definiert dasselbe als diejenige Fläche, welche die Richtung der Schwere überall senkrecht schneidet, also mit der Oberfläche der Meere im Mittel zusammenfällt. Ein mathematischer Ausdruck für das Geoid als Ganzes, der die Beobachtungen innerhalb ihrer Genauigkeitsgrenzen darstellt, ist nicht angebbar.

Zur Bestimmung der Figur der Erde dienen in erster Linie die Gradmessungen, die in allen Kulturstaaten mit lebhaftem Eifer durchgeführt werden. Man hat bei einer Gradmessung zwei Operationen vorzunehmen: die eine, eigentlich geodätische, besteht in der Messung der Entfernung zweier Erdorte, die zweite, astronomische, in der Bestimmung des Winkelabstandes der Zenitpunkte dieser Orte. Wäre die Erde eine Kugel, so würde der Bogen auf der Erde zwischen den beiden Orten einfach durch den Abstand ihrer Zenitpunkte gemessen; die in einem bekannten Maße (Kilometer, Meile) ausgedrückte Entfernung gibt dann, in Verbindung mit dem Bogen, den Umfang oder auch den Durchmesser der Erde. Liegen die beiden Orte auf gleichem Meridian und beobachtet man an beiden die Höhe oder den Zenitabstand eines und desselben Gestirnes bei seinem Meridiandurchgange, so ergibt die Differenz dieser beiden Winkel unmittelbar den Breitenunterschied der Orte. Auf diese Weise, also durch eine Breitengradmessung, bestimmte schon Eratosthenes etwa 200 v. Chr. den Erdumfang zu 250000 Stadien oder 46250 km, wenn die Länge des Stadiums gleich 185 m angenommen wird.

Bei einem Rotationsellipsoid, wie es die Erde nahezu ist, verhält sich die Sache aber anders. Während bei der Kugel die Krümmung überall die gleiche ist, ändert sich dieselbe bei einem Ellipsoid; sie ist am stärksten am Äquator, am schwächsten an den Polen, wenn wir ebene Durchschnitte durch die Achse, also Ellipsen, betrachten. Die Polargegenden gehören gleichsam zu einer Kugel von größerem Durchmesser als die Äquatorialgegenden. Man sieht danach leicht ein, daß z. B. einem Bogen von 1^0 an den Polen eine größere lineare Entfernung entsprechen muß als am Äquator. Der Unterschied beider Größen bestimmt die Exzentrizität der Ellipse und damit die *Abplattung des Ellipsoids* oder die Differenz der beiden Achsen, in Teilen der großen Achse der Ellipse ausgedrückt. Die Messungen von Maupertuis in Lappland und von Bouguer und La Condamine in Peru (1735 bis 1744), die ersten, welche mit genaueren Apparaten und in hinreichend verschiedener Breite vorgenommen wurden, ergaben nun die Länge eines Grades in Lappland zu 57438 Toisen, in Peru dagegen zu 56734 Toisen[1]), und

[1]) 1 Toise = 1.95 Meter.

hieraus folgte eine Erdabplattung von $^1/_{180}$. Die Frage war damit prinzipiell entschieden, und es handelte sich von nun an nur um eine genauere Bestimmung der Erddimensionen. Der größte Schritt geschah in den dreißiger Jahren des vorigen Jahrhunderts, besonders durch Bessel, der durch die Verbindung seiner eigenen, im Verein mit Baeyer in Ostpreußen ausgeführten Gradmessung mit den genauesten von Frankreich, England usw. unternommenen Bestimmungen zu Resultaten gelangte, welche lange Zeit mit Recht als die sichersten gegolten und erst 1880 durch die von A. Clarke ermittelten Werte eine Verbesserung gefunden haben. Letzterer konnte eine größere Zahl von Gradmessungen, die in den vorhergehenden Jahrzehnten namentlich in Rußland und Ostindien ausgeführt worden waren, zur Ableitung der Erddimensionen benutzen, bediente sich aber wesentlich der von Bessel in die Wissenschaft eingeführten Untersuchungsmethoden. Die folgenden Zahlen geben die Resultate in Metern:

	Halbe große Achse	Halbe kleine Achse	Abplattung
Bessel (1841)	6 377 397	6 356 079	1 : 299.2
Clarke (1880)	6 378 249	6 356 515	1 : 293.5

Nach Clarke ist also die Erde etwas größer als nach Bessel und mehr abgeplattet. Indessen bleiben bei Bessel wie bei Clarke, wenn man aus den theoretischen Daten die Längen der Gradbogen zurückrechnet und mit den Beobachtungen vergleicht, noch Unterschiede übrig, die weit größer sind, als die Beobachtungsfehler zulassen. Diese Abweichungen sind auf die oben bereits erwähnten Unregelmäßigkeiten in der Massenlagerung der Erdrinde zurückzuführen, die nicht etwa nur bei Gebirgen, sondern auch in ganz ebenen Gegenden vorhanden sind (Lotablenkungen).

Später haben die Methoden der Erdmessung eine wesentliche Erweiterung erfahren. Mit Benutzung des elektrischen Telegraphen oder der drahtlosen Telegraphie besitzen die Längenbestimmungen eine solche Genauigkeit, daß neben den Breitengradmessungen auch Längengradmessungen mit der gleichen Sicherheit ausgeführt werden können. Ein anderes wichtiges Hilfsmittel zur Bestimmung der Erdgestalt ist das Pendel. Wir sahen bereits, daß Pendel von gleicher Länge an verschiedenen Orten ungleich schwingen, langsamer am Äquator, schneller an den Polen. Dieses Verhalten findet zum Teil seine Erklärung in der nach dem Äquator hin anwachsenden Zentrifugalkraft, zum Teil aber in dem Umstande, daß die Erde keine Kugel ist, so daß sich die einzelnen Punkte der Erdoberfläche nicht in derselben Entfernung vom Erdmittelpunkte befinden, in welchem die Anziehung der Erde konzentriert zu denken ist. Wird daher mit Hilfe des Pendels an zahlreichen, passend verteilten Punkten der Erdoberfläche in bekannten Polhöhen die Schwerkraft bestimmt, so läßt sich daraus die mittlere Figur der Erde ermitteln. Helmert hat 1901 auf diese Weise aus den bis dahin ausgeführten

Pendelbeobachtungen für die Abplattung der Erde den Wert 1 : 298.3 abgeleitet, und er konnte später (1908), besonders nachdem Hecker die Schwere auch auf hoher See bestimmt hatte, zeigen, daß das Geoid ein abgeplattetes Rotationsellipsoid ist, mit kleinen wellenförmigen Abweichungen, die den Betrag von $\pm$ 100 m kaum einmal übersteigen, vielmehr meist nur wenige Zehner von Metern erreichen.

Alle diese Beobachtungen können jedoch nur dann zu entscheidenden Resultaten führen, wenn sie nach gemeinsamem Plane über möglichst große Teile der Erdoberfläche ausgedehnt werden. Es schlossen sich deshalb bereits im Jahre 1866 auf Baeyers Vorschlag die meisten Staaten Europas zur Europäischen Gradmessung zusammen, die wenige Jahrzehnte später durch Hinzutreten der wichtigsten außereuropäischen Kulturstaaten zur Internationalen Erdmessung erweitert wurde.

Die von dieser großartigen Organisation fast über die ganze Erde ausgedehnten Messungen haben zu zwei neuen, sehr genauen Bestimmungen der Erddimensionen geführt. Es ergab sich für die halbe große Achse nach

Hayford (1909)	6 378 388 m
Helmert (1912)	6 378 192 m.

Die Abplattung fand Hayford dabei zu 1 : 297.0. Die Unterschiede zwischen beiden Bestimmungen rühren daher, daß diese auf Messungen in verschiedenen Gebieten der Erde beruhen, bei denen also die Abweichungen des Geoids von dem Rotationsellipsoid nicht die gleichen sind. Man wird aber annehmen dürfen, daß die Unsicherheit in dem Werte der halben großen Achse der Erde gegenwärtig nicht mehr größer als etwa 150 m ist.

7. Erklärung der Präzession.

Eine rätselhafte Tatsache, welche durch die Gravitation vollkommen erklärt wurde, war die Präzession der Nachtgleichenpunkte. Wir beschrieben diese früher (S. 14) als eine langsame, stetige Änderung der Lage des Himmelspols unter den Sternen, die eine entsprechende Änderung in der Lage des Himmelsäquators zur Folge hat. Die Kopernikanische Lehre zeigt aber, daß die Himmelspole nur ein Bild der Erdpole sind, weil nicht der Himmel, sondern die Erde rotiert. Die Himmelspole geben einfach nur die bis zur Himmelskugel verlängerte Richtung der Erdachse an. Nach dem Kopernikanischen System muß demnach die Präzession in einer Veränderung der Richtung der Erdachse bestehen, infolge deren ihre Projektion am Himmel, die Pole, einen Kreis von $23\frac{1}{2}^0$ Halbmesser in etwa 26000 Jahren zu beschreiben scheinen. Newton erklärte nun diese Erscheinung als eine Wirkung der Attraktion von Sonne und Mond auf das infolge der Zentrifugalkraft entstandene Erdellipsoid.

Um diese Wirkung zu verstehen, denke man sich die abgeplattete Erde als aus einer genau kugelförmig angeordneten Hauptmasse und einem längs des Äquators aufgelegten ringförmigen Wulst zusammengesetzt. Auf die kugelförmige Hauptmasse wird keine Präzessionswirkung ausgeübt. Dagegen können wir den ringförmigen Wulst mit einem Kreisel oder Gyroskop vergleichen und auf ihn die Kreiselgesetze anwenden, wie sie durch das Experiment bekannt sind und auch theoretisch aus der Newtonschen Mechanik folgen. Ein Kreisel oder Gyroskop ist ein schwerer massiver Ring, der um eine Achse in schnelle Rotation versetzt werden kann; die Achse ist mit Hilfe zweier Halteringe kardanisch aufgehängt, d. h. so, daß sie frei nach allen Richtungen bewegt werden kann. Wird der Kreisel in schnelle Rotation versetzt, so behält seine Rotationsachse stets dieselbe Richtung bei, wie wir auch immer das Haltegestell drehen und wenden mögen. Man denke sich jetzt die Rotationsachse vertikal und den Kreisel von oben gesehen entgegen dem Sinne des Uhrzeigers rotierend. Macht man nun den Versuch, die Rotationsachse aus ihrer Lage zu bringen, indem man oben mit dem Finger von vorn dagegen drückt, so zeigt sich die verblüffende Erscheinung, daß sich die Achse nicht in der Richtung, in der der Druck erfolgt, bewegt, sondern daß sie genau rechtwinklig dazu nach links ausweicht. Das ist die Erscheinung, welche die Präzession der Erdachse bewirkt. Der Kreisel des Experiments wird durch den ringförmigen Wulst, den wir uns um den Äquator der Erde gelegt dachten, gebildet. Der Druck, den wir im Experiment mit dem Finger auf die Rotationsachse ausübten, entspricht einer Kraft, die ihren Ursprung in der Anziehung der Sonne auf den ringförmigen Wulst der Erde hat, und die bestrebt ist, den Wulst in die Ebene der Ekliptik zu ziehen, d. h. die Rotationsachse der Erde senkrecht zur Ekliptik zu stellen. Ihre Wirkung ist nun aber nicht, wie man zunächst vermuten könnte, eine Annäherung des Poles des Erdäquators an den Pol der Ekliptik, sondern es findet — genau wie bei dem oben beschriebenen Kreiselexperiment — ein Ausweichen des Erdpoles rechtwinklig zur wirkenden Kraft statt. Der Erfolg ist demnach eine langsame drehende Bewegung der Erdachse um die Ekliptikachse als Mittellinie. Weil die aufrichtende Kraft sehr klein ist, verläuft diese drehende Bewegung sehr langsam: erst in etwa 26000 Jahren beschreibt die Erdachse einen vollen Kegelmantel um die Ekliptikachse. Die Folge dieser Bewegung der Erdachse ist, daß die Durchschnittspunkte von Äquator und Ekliptik, der Frühlings- und Herbstpunkt, langsam auf der Ekliptik wandern, eine Erscheinung, die als Präzession der Äquinoktien oben näher beschrieben ist.

Die Natur der Präzessionsbewegung kann auch aus Fig. 17 (S. 45) ersehen werden. Der Nordpol N ist hier nach rechts geneigt, so daß den Positionen A und C die Solstitien, B und D die Äquinoktien entsprechen. Die Wirkung der Präzession ist die, daß nach 6500 Jahren der Nordpol oder die

Achse dem Beschauer der Figur unter dem gleichen Winkel von etwa $23\frac{1}{2}^0$ zugekehrt sein wird, die Solstitien also in B und D, die Äquinoktien in A und C liegen werden. Nach weiteren 6500 Jahren wären Achse und Nordpol nach links statt nach rechts geneigt, nach abermals 6500 Jahren vom Beobachter weg (hinter die Ebene des Papieres) und endlich am Schlusse der vierten Periode wieder wie in der jetzigen Lage.

Bisher wurde nur von der Präzessionswirkung der Sonne auf die Erde gesprochen. Eine im gleichen Sinne wirkende Kraft wird aber auch von dem Monde auf die Erde ausgeübt. Die Kraft, die vom Monde auf den rotierenden ringförmigen Wulst um den Erdäquator ausgeübt wird, sucht die Erdachse senkrecht zur Mondbahnebene zu stellen. Da nun die Mondbahn nur wenig, etwa 5^0, gegen die Ekliptik geneigt ist, sind die Präzessionswirkungen von Sonne und Mond nahezu gleichgerichtet und addieren sich zueinander. Man nennt daher die gesamte Präzession die Luni-Solar-Präzession. Von dem Betrage von 50″, um den infolge der gesamten Präzession die Äquinoktialpunkte jährlich auf der Ekliptik fortrücken, entfallen 34″ auf die Wirkung des Mondes und nur 16″ auf die Wirkung der Sonne, die Wirkung des Mondes ist also bedeutend größer als die der Sonne.

Über die gleichförmig mit der Zeit fortschreitende Präzession lagern sich kleinere periodische Schwankungen, die man unter dem Namen „*Nutation der Erdachse*“ zusammenfaßt. Diese Schwankungen werden durch periodische Einflüsse hervorgerufen, die durch periodische Veränderungen in der Bahnbewegung und Bahnlage von Erde und Mond bedingt sind. Das wichtigste Glied der Nutation hat eine Periode von 19 Jahren und eine Amplitude von 17″. Es wird durch eine schon oben erwähnte Veränderung der Lage der Mondbahn hervorgerufen, derzufolge die Mondknoten auf der Ekliptik wandern und in 19 Jahren einen vollen Umlauf ausführen. Die dadurch bedingte Änderung der Neigung des Erdäquators gegen die Mondbahn bringt eine Schwankung von gleicher Periode in der Präzession mit sich.

8. Ebbe und Flut.

Seefahrenden Nationen des Altertums war es schon bekannt, daß eine eigentümliche Beziehung zwischen den Erscheinungen der Ebbe und Flut und der täglichen Bewegung des Mondes besteht. Cäsars Schilderung seiner Fahrten durch den Kanal lehrt, daß er das Gesetzmäßige des Phänomens kannte. Bei der Beschreibung der Mondbewegung wurde gezeigt, daß der Mond infolge seiner Bahnbewegung um die Erde täglich etwa drei Viertelstunden später aufgeht, den Meridian passiert und untergeht. Die „*Gezeiten*“ (*Tiden*) treten zweimal täglich ein, aber jeden Tag um etwa den Betrag der Mondverzögerung später. Hiernach treffen die Gezeiten für einen ge-

gebenen Erdort jedesmal wieder ein, wenn der Mond nahe an demselben Punkte seines scheinbaren täglichen Laufes ist.

Die Ursache dieser Erscheinung und ihre Beziehung zum Monde war dunkel, bis die Gravitationstheorie lehrte, daß sie von der Anziehung des Mondes auf die Gewässer des Ozeans herrührt. Der Grund, warum Ebbe und Flut eintreten, und zwar zweimal am Tage, wird durch folgende Betrachtung ersichtlich. In Fig. 26 sei M der Mond, E der Mittelpunkt der Erde. Die dem Monde zugewandte Seite der Erdoberfläche wird nun von ihm stärker angezogen als der Mittelpunkt, die dort gelegenen flüssigen Teile werden also nach C hingezogen. Der Mittelpunkt E wiederum wird stärker angezogen als die vom Monde abgekehrte Seite; flüssige Teile werden sich also hier nach D erheben. Zu gleicher Zeit findet demnach an einem Erdort und dem diametral gegenüber liegenden Flut, an den zwischen beiden liegenden Punkten (A und B) Ebbe statt. Ein Punkt G der Erde rotiert relativ zum Mond in etwa $24\frac{3}{4}^{\text{h}}$ um den Mittelpunkt E; es treten also für ihn in

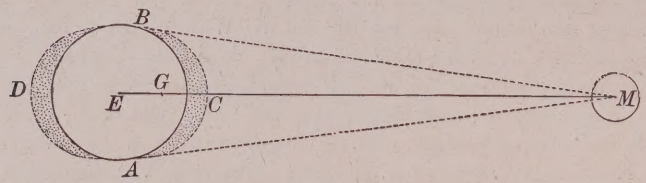


Fig. 26. Anziehung des Mondes auf die flüssige Erde.

dieser Zeit die durch $CBDA$ angedeuteten Phasen ein, zweimal Flut und zweimal Ebbe. Da der Mond sich nicht sehr weit vom Äquator entfernt, werden auch Flut und Ebbe in den Äquatorialgegenden der Erde im allgemeinen am stärksten sein und sich gegen die Pole hin allmählich verlieren, sofern nicht die lokalen Einflüsse durch die Gestaltung der Kontinente und Inseln Abweichungen vom regelmäßigen Verlauf erzeugen.

Gehorchte das Wasser sofort der Anziehungskraft des Mondes, so würde stets Flut sein, wenn der Mond den Meridian (in der oberen oder unteren Kulmination) passiert, und stets Ebbe, wenn er auf- oder untergeht. Aber wegen der Trägheit muß eine gewisse Zeit vergehen, bis die immerhin sehr geringe Kraft das Wasser in Bewegung zu setzen vermag, und einmal in Bewegung, bleibt es auch noch einige Zeit darin, nachdem die Kraft aufgehört und entgegengesetzt zu wirken begonnen hat. Wäre die Bewegung des Wassers durch nichts behindert, so würde demnach Hochwasser einige Stunden nach dem Meridiandurchgange des Mondes stattfinden. Indessen stören die Kontinente und die Inseln die freie Bewegung des Wassers, und zwar beeinflussen sie die Flutwelle in solchem Maße, daß dieselbe in manchen Fällen viele Stunden, ja selbst einen ganzen Tag später eintritt. Mitunter

treffen zwei Wellen gleicher Phase zusammen und bewirken auf diese Art ein ungewöhnlich starkes Hochwasser, oder sie haben eine lange Bai hinaufzugehen und erzeugen das Hochwasser alsdann durch die eintretende Stauung; an einzelnen Orten (z. B. in der Fundybai an der Ostküste der Vereinigten Staaten) treffen beide Ursachen zusammen und lassen so das Hochwasser bis zu 20 m und darüber anwachsen.

Aus dem gleichen Grunde wie der Mond bringt auch die Sonne eine Flut hervor; wegen der weit größeren Entfernung der Sonne ist die Wirkung indessen geringer, nämlich nur vier Zehntel von der des Mondes. Zur Zeit des Neu- und des Vollmondes vereinigen sich die Anziehungen beider Körper, da sie alsdann in derselben Richtung auf die Erde wirken, und Ebbe und Flut sind zu diesen Zeiten beträchtlicher als im Durchschnitt; wir haben dann die sog. Springfluten. Ist andererseits der Mond im ersten oder im letzten Viertel, so üben beide Körper entgegengesetzte Wirkung aus; Ebbe und Flut sind also kleiner als im Durchschnitt (Nippfluten).

Zweiter Teil.

Praktische Astronomie.

Einleitung.

Die praktische Astronomie besteht in der Untersuchung und Benutzung von Instrumenten und in der Darlegung der Methoden, welche der Astronom bei seiner Arbeit, den Himmel zu durchforschen, anwendet. Bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts wurde die Aufgabe der Astronomie sehr eng begrenzt. Noch im Jahre 1840 schrieb Bessel: „Die Astronomie hat keine andere Aufgabe, als Regeln für die Bewegung jedes Gestirns zu finden, aus welchen sein Ort für jede beliebige Zeit folgt", und an einer anderen Stelle: „Alles, was man sonst noch von den Himmelskörpern erfahren kann, z. B. ihr Aussehen und die Beschaffenheit ihrer Oberflächen, ist zwar der Aufmerksamkeit nicht unwert, allein das eigentlich astronomische Interesse berührt es nicht." Seitdem ist, besonders infolge der Einführung der Spektralanalyse in die Wissenschaft, ein gewaltiger Umschwung in den Ansichten über die Aufgaben der Astronomie eingetreten, und heute besitzt die Frage nach der Beschaffenheit der Himmelskörper genau die gleiche Berechtigung und dasselbe Interesse wie die Frage nach den Bewegungen der Gestirne. Die ältere Astronomie, welcher der Anschauung Bessels gemäß die Bestimmung der Positionen der Gestirne zufällt, wird neuerdings als *Astrometrie* bezeichnet, während der neuentstandene Zweig der astronomischen Wissenschaft, welcher sich mit der physischen Beschaffenheit der Himmelskörper beschäftigt, *Astrophysik* genannt wird.

Wir werden hier zunächst die Instrumente und Methoden der Astrometrie beschreiben und dann (Kapitel IV) näher auf die Hilfsmittel der Astrophysik eingehen.

Wie die theoretische, so hat sich auch die praktische Astronomie aus den einfachsten Anfängen im Laufe der Jahrhunderte entwickelt In vorhistorischen Zeiten haben zur Beobachtung der Erscheinungen am Himmel eigentliche Instrumente jedenfalls gänzlich gefehlt. Man brauchte für die Zwecke des täglichen Lebens, für Ackerbau oder Schiffahrt nur den Auf-

und Untergang der Gestirne oder den Stand der Sonne genähert zu kennen, und so ergaben sich als natürlichste Hilfsmittel der Horizont sowie jeder schattenwerfende Gegenstand. Der in der Natur gegebene Kreis des Horizonts führte allmählich zu maschinellen Nachbildungen, und Türme und Bäume gaben die erste Idee zu Gnomonen und Sonnenuhren. Die ältesten wirklichen Instrumente waren in der Hauptsache der Gnomon, das parallaktische Lineal (Triquetrum) und die Armillarsphäre.

Der *Gnomon* war wenig mehr als eine große Sonnenuhr einfachster Konstruktion, durch welche die Höhe der Sonne und ihre Entfernung von der Mittagslinie aus der Länge und Richtung des Schattens einer senkrechten Säule (*a b*, Fig. 27) bestimmt wurde. Wäre die Sonne nur ein leuchtender Punkt, so würde diese Methode ziemlich genau sein, weil dann der Schatten scharf begrenzt wäre. Tatsächlich zeigt aber die Sonne eine Scheibe von beträchtlichem Durchmesser, und der Schatten eines jeden Gegenstandes wird deshalb in einiger Entfernung so verwaschen und schlecht begrenzt, daß man schwer angeben kann, wo er endet.

Trotz der Einfachheit dieses Instruments scheint es doch allgemein von den Alten zur Bestimmung der Zeiten, zu denen die Sonne die Äquinoktien und Solstitien erreichte, benutzt worden zu sein. Der Tag, wo der Schatten am kürzesten war (*b c* Fig. 27), bezeichnete das Sommersolstitium, und eine Vergleichung der Schattenlänge mit der Höhe des Stabes gab durch einfache trigonometrische Rechnung die Höhe der Sonne. Der Tag mit dem längsten Schatten (*b c''*) markierte das Wintersolstitium, und die beiden Tage, wo die Sonnenhöhe in der Mitte zwischen den Solstitialhöhen lag (*b c'*), ergaben die Äquinoktien. So diente dieses einfache Instrument dazu, die Jahreslänge mit einer für die Zwecke des täglichen Lebens ausreichenden Genauigkeit zu bestimmen. Unsere heutigen Methoden sind indessen dieser ursprünglichen so weit überlegen, daß wir jetzt die Stellung der Sonne zu einer beliebigen Zeit, sei es auch vor mehr als 2000 Jahren weit genauer berechnen können, als sie damals mittels des Gnomons beobachtet werden konnte.

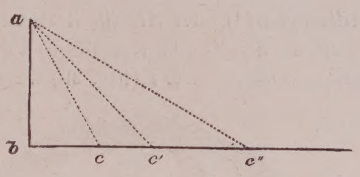


Fig. 27.

Das *parallaktische Lineal* oder *Triquetrum* bestand im wesentlichen aus einem Visierstabe, der an einem vertikalen Stabe befestigt und auf einem dritten, geteilten verschiebbar war. Visierstab und vertikaler Stab bildeten die Schenkel eines gleichschenkligen Dreiecks, dessen Grundlinie durch den geteilten Stab gegeben wurde; an letzterem las man die Höhe des anvisierten Gestirns ab. Fig. 28 gibt ein von Tycho Brahe konstruiertes, dem gleichartigen Instrument des Kopernikus nachgebildetes Triquetrum wieder.

Die schon im Altertum angewandte Armillarsphäre bekundete einen nicht unbedeutenden Fortschritt der astronomischen Instrumente. Die

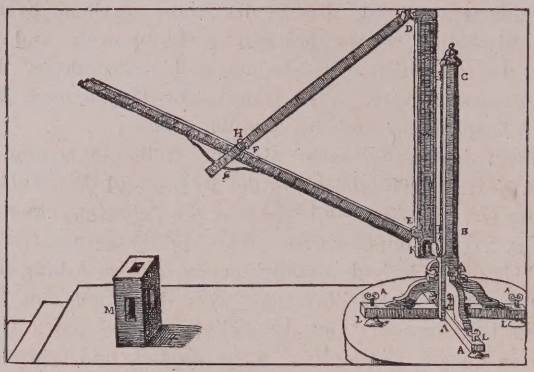


Fig. 28. Triquetrum oder parallaktisches Lineal.

Armillarsphäre[1]) oder *Armille* bestand aus einer Kombination von mehreren Kreisen, die den Fundamentalkreisen der Sphäre entsprechend gestellt werden konnten. Der Kreis *E I* (Fig. 29) wurde in die Ebene der Ekliptik gebracht, dann entsprachen *PP* den Polen derselben. Das Ganze wurde nun in der Ebene *EI* so gedreht, daß der Kreis *Ap Mp* durch die Pole *pp* des Äquators ging. Das innere Kreispaar war nun um *PP* als Achse drehbar, und an ihm war ein Diopter angebracht, d. h. eine Einrichtung zum genauen Anvisieren eines Objekts, die darin bestand, daß durch eine dicht vor dem Auge befindliche feine Öffnung hindurch eine etwas entferntere

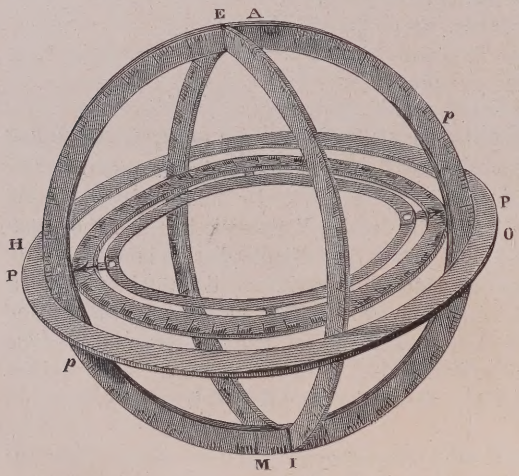


Fig. 29.
Armillarsphäre nach der Beschreibung von Ptolemäus.

[1]) Die Armillarsphären werden häufig auch „Astrolabien" genannt. Gewöhnlich versteht man aber unter Astrolabium ein anderes, erst von den Arabern erfundenes Instrument, welches zur Messung der Höhen der Gestirne und zugleich auch zur mechanischen Lösung verschiedener Aufgaben der sphärischen Astronomie diente.

Marke mit dem Objekt zur Deckung gebracht wurde. Durch Einstellung des Diopters auf das zu beobachtende Gestirn konnte die Länge und Breite desselben ermittelt werden. Durch Messungen mit Armillarsphären und ähnlichen Instrumenten wurden Hipparch und Ptolemäus in den Stand gesetzt, die größeren Ungleichheiten in den Bewegungen von Sonne, Mond und Planeten sowie die Örter der Fixsterne zu bestimmen.

Fig. 30. Der große Mauerquadrant des Tycho Brahe.

Auch der *Mauerquadrant*, ein im Meridian an einer Mauer angebrachter und mit Teilung und Absehvorrichtung versehener Viertelkreis, war in seiner einfachsten Form schon Ptolemäus bekannt, scheint aber von ihm nur zu Sonnen- und Mondbeobachtungen benutzt worden zu sein.

Die Araber, die Träger der Wissenschaften zu Beginn des Mittelalters, legten zwar den Hauptwert auf Vergrößerung der Dimensionen der bekannten Instrumente, ersannen und konstruierten wahrscheinlich aber auch einige

neue, die indessen keinen wesentlichen Fortschritt der Beobachtungskunst herbeiführten.

Das spätere Mittelalter vervollkommnete die Instrumente und Beobachtungsmethoden nur wenig, und selbst der größte Beobachter seiner Zeit, Tycho Brahe, mußte sich noch im wesentlichen mit ihnen begnügen. Indessen gelang es ihm doch, durch sorgfältige Ausführung, Aufstellung und Benutzung seiner Instrumente, ganz besonders durch wesentliche Verbesserung der Quadranten, eine weit größere Genauigkeit als alle seine Vorgänger zu erreichen. Während die Örter des Ptolemäus oft noch 10′ und darüber falsch waren, kommen Fehler von 2′ oder dem fünfzehnten Teile des Monddurchmessers bei Tycho nur selten vor.

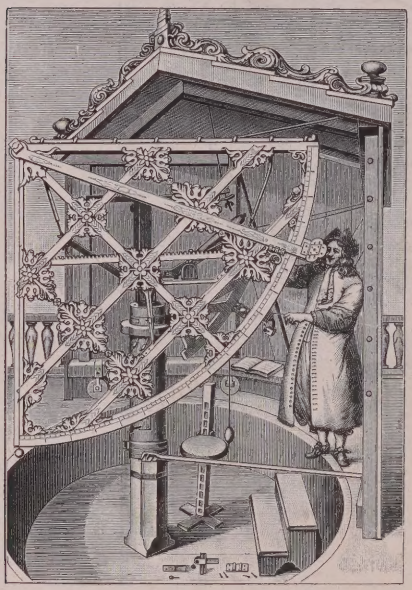


Fig. 31. Großer Quadrant von Hevel.

Die umstehende, ebenso wie Fig. 28 aus Tychos Werk „Astronomiae instauratae mechanica“ entnommene Fig. 30 stellt seinen großen Mauerquadranten dar, eines der mächtigsten Instrumente seiner auf der Insel Hveen errichteten Sternwarte Uranienburg. *BC* ist der im Meridian an einer Mauer befestigte Quadrant mit den beweglichen Dioptern *D* und *E*; im Zentrum des Quadranten an einer zweiten, rechtwinklig zur ersten stehenden Mauer befindet sich das feste Diopter *A*. Der Beobachter *F* blickt durch *E* und *A* nach dem Gestirn; der Gehilfe *H* liest die Zeit an den Zifferblättern *K* und *I* der Uhr[1]) ab, und der Gehilfe *G* notiert diese, sowie die am Quadranten abgelesene Meridianhöhe (*CE*). Die Wand, welche den Mauerquadranten trägt, ist mit einem Gemälde geschmückt, welches Tycho selbst, an einem Tische sitzend, darstellt; der Hintergrund des Bildes zeigt andere Räume des Observatoriums mit verschiedenen Instrumenten und Apparaten. Von demselben Typus wie die Tychonischen Instrumente, wenn auch noch etwas vollkommener, waren diejenigen des Hevelius in Danzig, der, obwohl er zur Betrachtung der Himmelskörper bereits das Fernrohr eifrig verwandte, doch für seine zur Messung von Winkeln bestimmten Instrumente noch an den alten Visieren festhielt. Fig. 31 zeigt einen seiner Quadranten aus dem Jahre 1659.

[1]) Über die Zeitmesser, die Tycho benutzte, ist uns nichts Näheres überliefert worden.

Wesentlich verfeinert wurden indessen die astronomischen Beobachtungen erst durch die Verbindung des Fernrohres mit den Winkelmeßinstrumenten, wie überhaupt die Erfindung des Fernrohres eine neue Epoche der astronomischen Wissenschaft einleitete.

KAPITEL I.

Das Fernrohr.

1. Die ältesten Fernrohre.

Das Fernrohr ist ein so wesentlicher Teil jedes astronomischen Meßinstruments, daß es, abgesehen von seiner selbständigen Bedeutung, die erste Stelle in jeder Beschreibung astronomischer Instrumente beanspruchen darf. Die Frage, wer das erste Fernrohr konstruierte, ist lange diskutiert worden und wird vielleicht nie endgültig gelöst werden.

Als geschichtliche Tatsache steht fest, daß das Fernrohr zuerst in Holland wirklich ausgeführt wurde; aber der Wunsch der Erfinder und Behörden, ein Instrument von so außerordentlichen Eigenschaften möglichst allein auszunutzen, verhinderte die Verbreitung der Kenntnis seiner Konstruktion. Die Ehre des Erfinders oder ersten Verfertigers beanspruchen nun mit fast gleichem Rechte Lipperhey und Metius, mit geringerem Jansen, von denen der zweite Glasschleifer in Alkmaar, die beiden anderen Brillenmacher in Middelburg waren.

Die Ansprüche von Zacharias Jansen wurden seinerzeit von P. Borelli lebhaft verfochten. Nach seinem Bericht hatte Jansen ein Fernrohr von 40 cm Länge dem Prinzen Moritz von Nassau gezeigt und dieser, den hohen Wert der Erfindung für den Krieg erkennend, ihm eine Summe Geldes angeboten, damit er Stillschweigen darüber bewahre. Jedoch beruht Borellis Erzählung wesentlich auf dem Zeugnis einiger alter, mit Jansen bekannter oder verwandter Leute und kann durchaus nicht als beweisend angesehen werden.

Um 1830 wurden schriftliche Dokumente aufgefunden, welche zeigen, daß die Generalstaaten von Holland am 2. Oktober 1608 über ein Patent verhandelten, welches Johann Lipperhey, den Borelli den zweiten Erfinder des Fernrohres nennt, für ein Instrument verlangte, mit dem man in die Ferne sehen könnte. Nahe zu derselben Zeit hatte auch Jakob Metius sich um ein Patent beworben. Die Regierung versagte Lipperhey das Patent, weil die Erfindung bereits bekannt wäre; indessen bestellte sie verschiedene Instrumente bei ihm und riet, deren Konstruktion geheim zu halten.

Es geht hieraus hervor, daß zwar der erste Erfinder des Fernrohres schwer mit Sicherheit zu ermitteln ist, daß aber das Instrument selbst in Holland Ende 1608 schon bekannt gewesen sein muß. Etwa neun Monate nach den Eingaben von Lipperhey und Metius erhielt Galilei, wie er selbst berichtet, Nachricht über die merkwürdige holländische Erfindung. Da nichts über die Konstruktion bekannt geworden sei, habe er darüber nachgedacht und sei so glücklich gewesen, in kurzer Zeit ein dreimal vergrößerndes Fernrohr anzufertigen. Tatsache ist jedenfalls, daß er schon 1609 Fernrohre

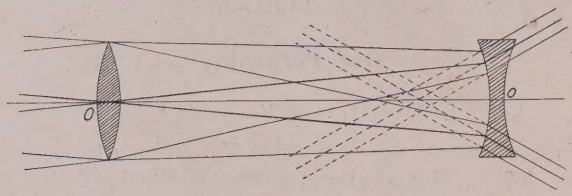


Fig. 32.

konstruierte und mit ihnen bald darauf die Flecke der Sonne, die Phasen der Venus, die Satelliten des Jupiter, die sonderbaren henkelförmigen Ansätze des Saturn, endlich viele der Millionen von Sternen fand, welche dem bloßen Auge als leuchtende Milchstraße erscheinen. Aber auch das größte seiner Instrumente vergrößerte nur etwa 30 mal und war in seiner Konstruktion noch so unvollkommen, daß ein gleich starkes Fernrohr unserer Tage sehr viel mehr gezeigt haben würde.

Das *Galileische* oder *holländische Fernrohr* besteht aus zwei Linsen, von denen die dem Gegenstande zugewendete, das *Objektiv* (*O* Fig. 32), konvex

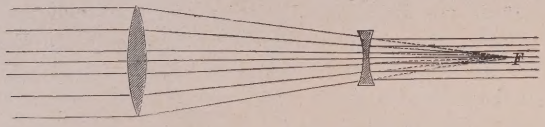


Fig. 33.

geschliffen ist, die Lichtstrahlen also sammelt, während die dem Auge zugekehrte Linse, das *Okular* (*o*), eine konkave oder Zerstreuungslinse ist. Die Linse *O* allein würde von einem unendlich entfernten Gegenstande ein umgekehrtes Bild entwerfen; bevor die Lichtstrahlen sich aber zu einem Bilde vereinigen, treffen sie das Okular *o*, werden von demselben wieder parallel gemacht und scheinen sich nun dem dahinter befindlichen Auge zu einem vergrößerten, aufrechten, unendlich fernen Bilde zu vereinigen. Den Gang eines parallel auffallenden Strahlenbündels nach der Brechung in beiden Linsen zeigt die Fig. 33. Bei dieser Einrichtung kommt ein *reelles Bild* des Objekts im Fernrohre nicht zustande, vielmehr wird das Bild erst durch das

Auge erzeugt, und das Auge gehört also als optischer Teil zum Fernrohre; man nennt die auf diese Weise erzeugten Bilder *virtuelle Bilder.*

Diese Form des Fernrohres wird noch jetzt bei unseren Operngläsern und Feldstechern gebraucht, weil sie kürzer ist als die des *astronomischen* oder *Keplerschen Fernrohres.* Kepler nämlich, der sich überhaupt um die Dioptrik oder die Lehre von der Brechung des Lichtes die größten Verdienste erwarb[1]), benutzte anstatt der Konkavlinse Galileis als Okular eine

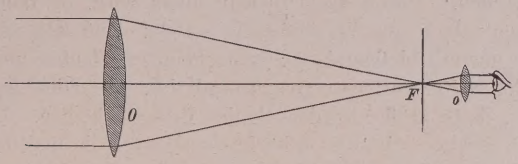


Fig. 34.

kleine Konvexlinse (*o*, Fig. 34). Die von einem Stern ausgehenden Strahlen vereinigen sich im sog. *Brennpunkte F* und divergieren von hier aus wieder; das reelle Bild in *F* wird nun im Keplerschen Fernrohre, dessen Prinzip unsern heutigen astronomischen Fernrohren oder Refraktoren zugrunde liegt, vom Auge durch die kleine Konvexlinse *o*, welche als Lupe wirkt, betrachtet. Die Vereinigungsweite *OF* parallel auf die Konvexlinse *O* fallender Strahlen heißt die *Brennweite* der Linse. Da das Okular *o* etwa so stehen muß, daß die von *F* weitergehenden Strahlen nahezu parallel in das Auge treten, so fällt *F* auch nahezu mit dem Brennpunkte des Okulars zusammen,

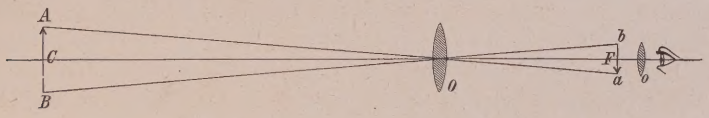


Fig. 35.

und die Länge eines einfachen Keplerschen Fernrohres ist deshalb ungefähr gleich der Summe der Brennweiten von Objektiv und Okular.

Haben wir statt eines einfachen Punktes einen ausgedehnten Gegenstand, wie den Mond, ein fernes Haus, Schiff usw., der dem Auge unter einem bestimmten Winkel erscheint, so werden die von einem jeden Punkte des Objekts ausgehenden Strahlen durch das Objektiv *O* in einem entsprechenden, in der Nähe von *F* gelegenen Punkte vereinigt. Nach dioptrischen Gesetzen ist das verkleinerte Bild *a b* des Gegenstandes *A B* (Fig. 35) um-

[1]) In seiner 1611 zu Augsburg erschienenen Schrift „Dioptrice" entwickelt er zuerst die Theorie des holländischen und des astronomischen Fernrohrs.

gekehrt und liegt in einer zur *optischen Achse CF* senkrechten Ebene, der *Bildebene*, deren Abstand vom Objektiv von der Entfernung des betrachteten Gegenstandes *AB* abhängt. Diejenige Bildebene, in der sich ein unendlich weit entferntes Objekt abbildet, heißt die *Brenn-* oder *Fokalebene*; man findet einen jeden Bildpunkt, wenn man vom Gegenstandspunkt aus durch den Mittelpunkt von *O* eine gerade Linie nach der Brennebene zieht. Das kleine Bild *a b* kann nun wieder durch die Okularlinse *o* noch beträchtlich vergrößert werden. Durch das Objektiv allein wird, in Winkelmaß ausgedrückt, auch schon eine Vergrößerung erzielt; denn betrachten wir das Bild *a b* auch nur mit bloßem Auge, so erscheint es offenbar unter größerem Winkel als der weiter entfernte Gegenstand *AB*. Je näher man das Auge an *a b* bringt, desto größer wird auch das Bild erscheinen. Da man aber nur innerhalb gewisser Grenzen scharf sehen kann (die deutliche Sehweite schwankt zwischen 15 cm und 25 cm), so muß man sich bei größerer Annäherung einer konvexen Zwischenlinse, eben des Okulars, bedienen.

Das Verhältnis der beiden Winkel, unter welchen vom Auge oder strenger vom Okular das Bild *a b* und der Gegenstand *AB* gesehen werden, oder die *Vergrößerung* des Fernrohres, hängt von den Brennweiten der Objektiv- und der Okularlinse ab. Ist die Brennweite eines Objektivs noch einmal so groß als die eines anderen, so wird, bei gleichem Okular, ein Gegenstand durch das erstere noch einmal so groß erscheinen, als durch das zweite, dreimal so groß, wenn die Brennweite die dreifache ist, usw. Bleibt das Objektiv unverändert, und nehmen wir verschiedene Okulare, so wird umgekehrt die Vergrößerung desto kleiner, je größere Brennweite das Okular hat, weil sich dann das Auge (und Okular) vom Bilde immer mehr entfernt. Wir werden demnach die Vergrößerung eines Fernrohres finden, wenn wir die Brennweite des Objektivs durch die des Okulars dividieren. Ist z. B. die Objektivbrennweite 1 m, die Okularbrennweite 1 cm, so ist die Vergrößerung 100fach; ist die Okularbrennweite aber ½ cm, so wird die Vergrößerung die doppelte, 200fach, sein, ebenso aber auch, wenn die Objektivbrennweite 2 m, die Okularbrennweite 1 cm beträgt. Kehrt man das Fernrohr um und sieht durch das Objektiv, wie vorher durch das Okular, so werden jetzt die Gegenstände in demselben Verhältnis verkleinert, wie vorher vergrößert erscheinen.

Es dürfte hiernach scheinen, als könnte man jederzeit durch Okulare von hinreichend kurzer Brennweite beliebig starke Vergrößerungen hervorbringen. Das ist aber nicht der Fall, denn keine Linse vereinigt alle Lichtstrahlen absolut genau in demselben Punkte. Geht gewöhnliches Sonnenlicht durch ein Prisma, so werden die verschiedenen Farben ungleichmäßig gebrochen, Rot am wenigsten und Violett am meisten. Dasselbe geschieht bei einer Linse, die wir uns als aus Prismen zusammengesetzt denken können; die roten Lichtstrahlen werden am wenigsten abgelenkt, die violetten am meisten, und die Brennweite ist demnach für die roten Strahlen eine andere

und zwar größere, als für die violetten, während die mittleren Farben dazwischen fallen (vgl. Fig. 36, wo r der Vereinigungspunkt der roten, v der der violetten Strahlen ist). Da das von den meisten Objekten ausgehende Licht aus verschiedenen Farben zusammengesetzt ist, so ist es im allgemeinen unmöglich, ein vollkommen farbenfreies Bild eines Sternes, Planeten, des Mondes oder eines sonstigen Gegenstandes zu erhalten; man sieht nur eine Mischung von verschiedenfarbigen Bildern. Wird eine hinreichend schwache Vergrößerung benutzt, so ist die Störung gering, die Ränder des Bildes werden aber stets undeutlich und farbig. Bei stärkerer Vergrößerung erscheint zwar das Objekt größer, aber die farbigen und verwaschenen Ränder werden gleichfalls und in demselben Verhältnis größer, und der Beobachter sieht daher nicht mehr Einzelheiten als vorher. Diese Trennung und Zerstreuung des Lichtes durch eine Linse heißt Farbenabweichung oder *chromatische Aberration.* Auch das Auge, als optischer Apparat betrachtet, besitzt chromatische Aberration, die für gewöhnlich nicht merklich ist, unter besonderen Umständen jedoch sehr deutlich wahrgenommen werden kann.

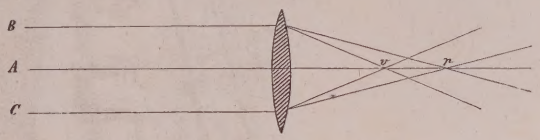


Fig. 36.

Diese Farbenabweichung war die Schwierigkeit, auf welche die Nachfolger von Galilei und Kepler bei ihren Versuchen, das Fernrohr zu vervollkommnen, stießen, und die sie nicht zu überwinden vermochten. Indessen fanden sie, daß bei Vergrößerung des Bildes durch Verlängerung der Brennweite die chromatische Aberration beträchtlich weniger zunimmt als bei stärkerer Okularvergrößerung. Nimmt man ein Objektiv von bestimmtem Durchmesser, so ist das Bild eines Gegenstandes im ganzen nicht verwaschener und farbiger bei einer Brennweite von 20 m als von 2 m, und dasselbe Okular kann daher mit dem gleichen Erfolge in beiden Fällen angewandt werden. Das Bild im Brennpunkte des ersteren ist aber 10mal so groß als das im zweiten Fernrohr, und man erhält daher mit demselben Okular im ersten Falle auch eine 10mal stärkere Vergrößerung. Huygens, Dominicus Cassini, Hevelius und andere Astronomen der zweiten Hälfte des 17. Jahrhunderts konstruierten und benutzten deshalb Fernrohre von 30, 40 und mehr Meter Länge. Manche verzichteten ganz auf das Rohr, in welches Objektiv und Okular sonst gefaßt werden, und verbanden die beiden Linsen durch eine lange Stange oder brachten das Objektiv auf einer hohen Säule an, während das Okular sich in der Nähe des Bodens befand. Zur Veranschaulichung dieser schwerfälligen Instrumente geben wir nachstehend (Fig. 37) ein Bild

aus Bianchinis Werk: „Hesperi et Phosphori nova phaenomena“ (Rom 1728), worin dieser italienische Astronom seine Beobachtungen der Venusrotation beschreibt.

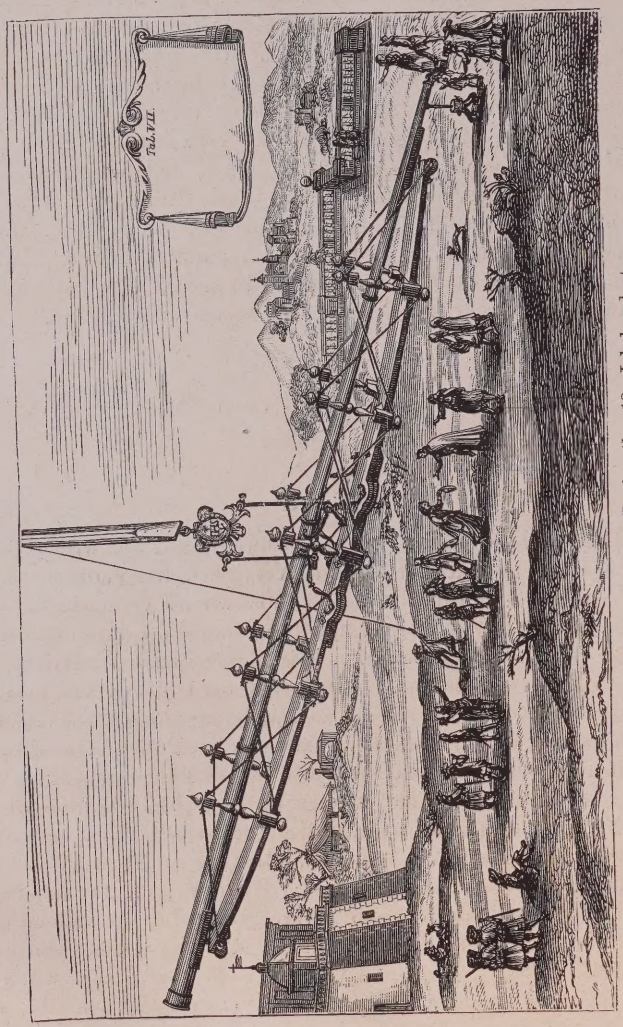


Fig. 37. Fernrohr aus dem Beginn des 18. Jahrhunderts.

2. Das achromatische Fernrohr.

Mehr als ein Jahrhundert verfloß seit der Erfindung des Fernrohrs, ehe eine Methode zur Verminderung der Farbenabweichung einer Linse erdacht und ausgeführt wurde. 1730 gelang es dem Engländer Moor Hall, die richtigen Prinzipien zu finden und die ersten achromatischen Fernrohre zu konstruieren. 1758 erhielt John Dollond ein Patent auf die Verfertigung achromatischer Fernrohre, obwohl es, wie eben erwähnt, feststeht, daß es solche schon vorher gegeben hat. Mathematisch wurde das Problem von Leonhard Euler behandelt. Um die Erfindung des achromatischen Fernrohrs zu verstehen, müssen wir uns vergegenwärtigen, daß ein Strahl weißen Lichtes, der unter einem beliebigen Winkel auf irgendein durchsichtiges Medium trifft, z. B. auf Glas, bei seinem Durchgange durch das Medium eine zweifache Änderung erleidet. Einmal wird er von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt oder gebrochen, und der Betrag der *Brechung* hängt für dasselbe Medium von dem Einfallswinkel ab, für verschiedene Medien außer-

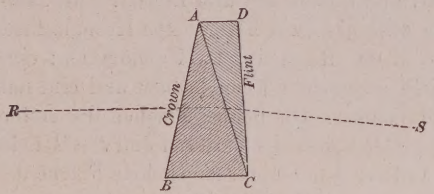


Fig. 38.

dem aber von dem sogenannten Brechungsvermögen derselben. Dann aber findet auch eine Zerlegung des weißen Lichtes in die einzelnen Strahlengattungen statt, das Licht wird dispergiert. Auch die Stärke der *Dispersion* hängt für dasselbe Medium von dem Einfallswinkel ab und für verschiedene Medien von dem Dispersionsvermögen derselben. Fällt ein Lichtstrahl auf ein Glasprisma, so findet beim Durchgange sowohl Brechung als Dispersion statt, d. h. der Lichtstrahl wird von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt und gleichzeitig in seine verschiedenen Farben zerlegt. Es gibt nun zwei Glassorten, Kron- (Crown-) und Flintglas, welche die Eigenschaft besitzen, daß sie zwar sehr nahe dasselbe Brechungsvermögen haben, daß aber das Dispersionsvermögen des einen (Flint) nahe doppelt so groß ist, als das des anderen (Kron). Setzt man demnach ein Kronglasprisma *BAC* in der Weise, wie dies Fig. 38 zeigt, mit einem Flintglasprisma *ACD* vom halben brechenden Winkel zusammen, so ist es klar, daß ein Lichtstrahl *RS* zwar abgelenkt wird — nahe um die Hälfte des Betrages, wie dies beim Kronglasprisma allein geschehen würde —, daß aber eine Dispersion oder Farbenzerlegung nicht mehr stattfindet. Ein derartig zusammengesetztes Prisma, ein achromatisches, löst also die Aufgabe, einen Lichtstrahl abzulenken, ohne ihn zu

dispergieren. Dieselbe Aufgabe ist nun für eine Linse zu lösen: Sie soll die Lichtstrahlen so brechen, daß sie sich in einem Punkte vereinigen ohne gleichzeitige Zerlegung in die Farben.

Um nach diesem Prinzip ein farbenfreies oder *achromatisches Objektiv* herzustellen, wird eine Konvexlinse aus Kronglas mit einer Konkavlinse aus Flintglas von etwa halb so starker Krümmung kombiniert. Eine genaue Regel über das Verhältnis der beiden Krümmungen kann nicht gegeben werden, weil das Brechungsvermögen nicht nur verschiedener Glassorten, sondern selbst von Stücken derselben Glasart verschieden ist; das passende Verhältnis muß vielmehr in jedem einzelnen Falle durch den Versuch ermittelt werden. Nachdem es gefunden ist, werden die beiden Linsen etwa gleiche aber entgegengesetzt wirkende Farbenzerstreuung zeigen, und die Lichtstrahlen werden sich, da die Kronglaslinse stärker bricht als die aus Flintglas, in einem Brennpunkte vereinigen, dessen Abstand vom Objektiv etwa gleich der doppelten Brennweite der ersteren ist. Manche der früheren achromatischen Objektive bestanden aus drei Linsen: einer bikonkaven Flintglaslinse zwischen zwei bikonvexen Kronglaslinsen. Jetzt werden aber in der Regel nur zwei genommen: eine bikonvexe, dem Objekt zugekehrte Kronglaslinse und eine nahezu plankonkave Flintglaslinse. Die beiden Flächen der ersteren und die dichtanliegende Fläche der letzteren sind von fast gleicher Krümmung; die äußere, dem Okular zugekehrte Fläche der Flintglaslinse ist nahezu eben (Fig. 39). Wäre die Zerstreuungskraft des Flintglases gerade die doppelte des Kronglases, so würde die Fläche genau eben sein müssen, um Achromatismus zu erzielen. Dies ist aber im allgemeinen nicht der Fall, und der Optiker muß den Achromatismus durch leichtes Schleifen der äußeren Flintglasfläche, gewöhnlich in konvexem Sinne und bei jedem Objektiv in verschiedenem Grade, zu erreichen suchen.

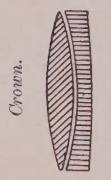


Fig. 39.

Durch Reflexion an den verschiedenen Oberflächen geht immer ein Teil des Lichtes, etwa 4 % für jede Oberfläche, verloren; verkittet man aber beide Linsen mit Kanadabalsam, so wird der Totalverlust fast auf die Hälfte reduziert. Es geschieht das indessen meist nur bei kleineren Objektiven; bei größeren werden die Gläser durch drei am Rande angebrachte dünne, gleichstarke Stanniolblättchen oder durch einen dünnen Metallring etwas auseinandergehalten.

Vollkommen ist aber die Achromasie der Objektive auch jetzt noch nicht. Entwerfen wir vermittels eines Prismas aus Flintglas und eines anderen aus Kronglas (mit doppelt so großem Brechungswinkel) je ein Spektrum, so sind beide im ganzen zwar ungefähr gleich lang, aber die einzelnen farbigen Teile haben verschiedene Ausdehnung: das rote Ende ist beim Kron, das violette beim Flint länger; Kron zerstreut also das Rot relativ stärker als Flint, dagegen das Violett schwächer, und es können sich daher bei der

Kombination zweier solcher Prismen aus beiden Glassorten die zerstreuenden Wirkungen nicht vollkommen aufheben. Statt daß das gebrochene Licht in einem weißen Bilde vereinigt wird, entsteht durch Übereinanderlagerung ein Spektrum, dessen Mitte nahezu farblos, dessen eines Ende aber durch Vereinigung von Rot und wenig Gelb mit Violett purpurn und dessen anderes Ende durch Vereinigung von Violett mit Rot und viel Gelb gelblichgrün erscheint.

Dieses sogenannte *sekundäre Spektrum* ist kurz im Vergleiche zu dem vom Kron- oder Flintglasprisma gebildeten Spektrum, da der größte Teil der verschiedenartigen Farben sich aufhebt. Seine Wirkung, die sich in einer farbigen Umrandung heller Objekte zeigt, ist schon bei einem Refraktor mit mäßiger Objektivöffnung merkbar, und bei den großen Objektiven von 50 und mehr cm Öffnung wird sie sehr auffallend und sehr störend. In neuerer Zeit ist es gelungen, Glassorten zu finden, deren Zerstreuungsvermögen so nahe gleich ist, daß wenigstens für die sichtbaren Strahlen das sekundäre Spektrum fast vollkommen verschwindet.

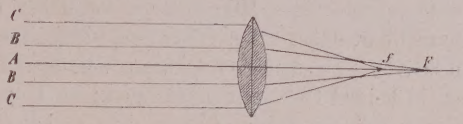


Fig. 40.

Ein anderer Fehler, der sich namentlich früher bei größeren Objektiven (ebenso auch Spiegeln) als sehr störend erwies, ist die sogenannte Kugelabweichung oder *sphärische Aberration*. Sie besteht darin, daß die auf ein Objektiv auffallenden Lichtstrahlen durch die Brechung nicht vollkommen genau in einem Punkte vereinigt werden. So haben z. B. Strahlen, die auf die Randzone einer sphärischen Linse auffallen, eine kürzere Brennweite als die, welche durch die Mittelzone gegangen sind (Fig. 40). Die sphärische Aberration wird dem Beobachter dadurch bemerkbar, daß er von einem Stern kein punktförmiges Bild im Brennpunkte erhält, wie es bei einem fehlerfreien Objektiv sein müßte (abgesehen von der Beugung), sondern ein Scheibchen von um so größerem Durchmesser, je größer der Fehler ist. Es wird also sowohl die trennende Kraft als auch die Lichtstärke des Fernrohres herabgesetzt. Die heutige optische Technik kann die Kugelabweichung auch bei großen Objektiven fast ganz beseitigen.

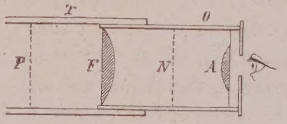


Fig. 41. Okular.

Wie das Objektiv, so besteht bei schwächeren Vergrößerungen auch das *Okular* eines Fernrohres aus zwei Linsen, die sich aber in größerem Abstande voneinander befinden. Zwar würde eine einzelne Linse genügen, um in der Mitte des Gesichtsfeldes ein Objekt deutlich zu sehen, und man verwendet solche einfache Linsen auch bei starken Vergrößerungen; aber das Gesichtsfeld ist hier beschränkt, und die Bilder sind an den Rändern undeutlich. Es wird deshalb eine zweite Linse *F* (Fig. 41) in der Nähe des im Brennpunkt

entstehenden Bildes angebracht, die alle Strahlen des Bildes so nach dem eigentlichen Augenglase A bricht, daß dadurch ein überall gleich scharfes Bild auf der Netzhaut des beobachtenden Auges entworfen wird. Im *Huygensschen* (Campanischen) oder *negativen Okular* liegt das Bild zwischen beiden Linsen in N (s. Fig. 41), im *Ramsdenschen* oder *positiven* oder *Mikrometerokular* dagegen vor der Feldlinse F in P, also nur bei letzterem kommt ein reelles Bild zustande, bevor die Strahlen in das Okular eintreten. Zur Ausmessung eines Objekts, d. h. zur Bestimmung des Winkelabstandes seiner Bestandteile mittels eines Mikrometers, ist daher das Huygenssche Okular nicht brauchbar, dagegen besitzt es zum bloßen Betrachten von Gestirnen vor dem positiven Ramsdenschen Okulare Vorzüge. Die Feldlinse wie die Augenlinse ist in beiden Okularen plankonvex; im Huygensschen Okular sind die konvexen Flächen beider Linsen dem Objektiv zugekehrt, im Ramsdenschen

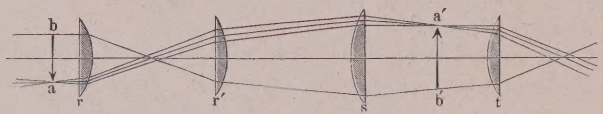


Fig. 42. Okular des terrestrischen Fernrohres.

(Fig. 41) dagegen ist die konvexe Seite der Feldlinse gegen die der Augenlinse gerichtet. Zu jedem Fernrohre gehört immer ein Satz von mehreren Okularen, mit denen sich verschiedene Vergrößerungen hervorbringen lassen.

Das astronomische Fernrohr zeigt die Gegenstände umgekehrt, was bei der Beobachtung der Gestirne gleichgültig ist. Um terrestrische Gegenstände in richtiger Lage zu sehen, muß man ein aus mehreren Linsen zusammengesetztes Okular anwenden; in der Regel besteht dasselbe aus zwei Linsenpaaren, von denen das erste (r und r' Fig. 42) mit der ersten (Feld-) Linse (s) des zweiten Paares vom Objektivbilde $a\,b$ ein zweites Bild $a'b'$ in aufrechter Stellung liefert, welches nun durch das Augenglas (t) des zweiten Linsenpaares betrachtet wird. Wegen des großen Lichtverlustes, der durch Reflexion an den zwei hinzugetretenen Linsen entsteht, und wegen des kleineren Gesichtsfeldes wendet man dieses Okular bei wissenschaftlichen Instrumenten nicht an.

3. Reflektoren.

Bei den bisher betrachteten Fernrohren wird das Bild des Objekts durch Brechung (Refraktion) in Glaslinsen erzeugt, und sie heißen daher auch kurz *Refraktoren*; bei der zweiten Gattung, den *Reflektoren* oder Spiegelteleskopen, entsteht das Bild durch Zurückwerfung (Reflexion) an einem konkaven Spiegel. Die Erfindung dieses Instruments wird auf Nikolas Zucchius zurückgeführt, der schon 1616 durch die Verbindung eines Spiegels mit einer Glas-

linse ein Spiegelteleskop zustande gebracht haben soll[1]). Newton und Gregory haben das Spiegelteleskop aber jedenfalls allgemeiner bekannt gemacht. Newton empfahl es deshalb, weil die Farbenabweichung (vgl. S. 109) bei Instrumenten dieser Art wegfällt. Treffen parallele Strahlen auf einen Konkavspiegel M (Fig. 43), so werden dieselben alle im Brennpunkte F vereinigt, der in der Mitte zwischen Spiegelfläche und Krümmungsmittelpunkt G liegt. Soll eine absolut genaue Vereinigung in einem Punkte erzielt werden, so muß der Querschnitt des Spiegels eine Parabel sein, und der Punkt F ist dann der Brennpunkt der Parabel. Gehen die Strahlen von verschiedenen Punkten eines Objekts aus, so entsteht, ähnlich wie bei der Brechung in Linsen, ein umgekehrtes Bild in der Fokalebene, senkrecht zur Spiegelachse MG. Dieses Bild wird dann wieder durch ein vergrößerndes Okular betrachtet.

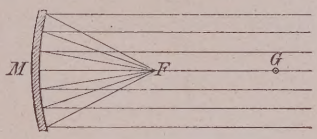


Fig. 43.

Hier entsteht nun eine Schwierigkeit. Das Bild liegt auf derselben Seite des Spiegels wie das Objekt, und das Okular wie das beobachtende Auge müßte sich daher, um das Bild direkt zu sehen, zwischen F und G, in den Lichtstrahlen selbst, befinden. Dann würde aber ein großer Teil des auffallenden Lichtes durch den Beobachter weggeblendet werden. Um dieser Schwierigkeit zu entgehen, sind nun drei wesentlich verschiedene Arten von Reflektoren vorgeschlagen und ausgeführt worden:

1. Der Spiegel M ist in der Mitte durchbohrt, und die vom Spiegel reflektierten Strahlen werden kurz nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte F durch einen kleinen zweiten Hohlspiegel S_1 aufgefangen (Fig. 44), der in der Achse des Rohres, an dessen einem Ende sich der Hauptspiegel M befindet, angebracht ist. Von diesem zweiten Spiegel werden die Strahlen so reflektiert, daß sie sich in dem Punkte F_1 vereinigen und nun das in der Brennebene entstehende Bild eines fernen Gegenstandes mit dem Okular o betrachtet werden kann. Diese der Idee nach älteste Form rührt von James Gregory her, der, sowie Mersenne, noch vor Newton Spiegelteleskope zu bauen versuchte. Diese Instrumente heißen daher Gregorysche Reflektoren.

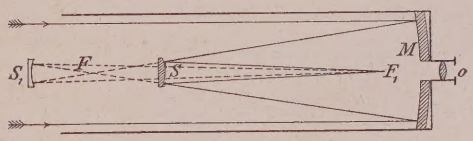


Fig. 44.

Der Reflektor von Cassegrain unterscheidet sich vom Gregoryschen nur dadurch, daß an Stelle des Konkavspiegels S_1 ein Konvexspiegel S (Fig. 44)

[1]) Es ist nicht ausgeschlossen, daß schon vor 1571 der Engländer Leonhard Digges ein Spiegelteleskop konstruiert hat.

und zwar vor der Vereinigung der vom Hauptspiegel M im Brennpunkte F gesammelten Strahlen wiederum in der Achse des Rohres befestigt ist. Die Brennweite des Spiegels wird dadurch verlängert, und eine Vereinigung der Strahlen findet erst in F_1 statt. Diese Form hat den Vorzug, daß das Teleskop kürzer ist. Sie hat die ursprüngliche Gregorysche vollständig verdrängt.

2. Beim Newtonschen Reflektor ist die für die Herstellung eines möglichst guten Spiegels wenig günstige Durchbohrung in der Mitte aufgegeben worden. Vor der Vereinigung der Strahlen im Brennpunkte F (Fig. 45) werden dieselben durch einen unter 45° gegen die Achse des Teleskops geneigten Planspiegel um 90° abgelenkt, und der Vereinigungspunkt der Strahlen wird nach F_1 verlegt. In dem seitlich durchbrochenen Rohre befindet sich das Okular o.

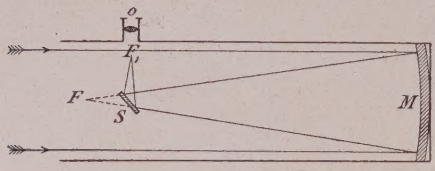


Fig. 45.

3. Bei dem größten von W. Herschel gebauten Spiegelteleskop ist der große Spiegel M etwas gegen die Fernrohrachse geneigt, so daß die Strahlenvereinigung in einem Punkte erfolgt, der nicht mehr in der Achse des Rohres, sondern am Rande desselben liegt. Der Beobachter betrachtet das dort entstehende Bild mit einem Okular. Nur bei den großen Dimensionen des Herschelschen Reflektors war eine derartige Einrichtung, die auch unter dem Namen „Front-view-Teleskop" bekannt ist, weil der Beobachter von vorn in das Instrument sieht, zulässig (vgl. Fig. 52). Bei kleinen Instrumenten würde der Kopf des Beobachters einen zu großen Teil des vom Objekt kommenden und vom Hohlspiegel zu sammelnden Lichtes fortnehmen.

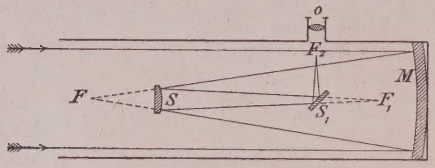


Fig. 46.

In neuester Zeit ist noch eine sehr vorteilhafte Kombination des Reflektors von Cassegrain mit dem von Newton in Anwendung gebracht worden, die in Fig. 46 dargestellt ist. Der Spiegel ist nicht durchbohrt (Newton); vor dem Brennpunkt F ist ein Konvexspiegel S (Cassegrain) angebracht, der die Brennweite des Spiegels M verlängert. Vor dem zweiten Vereinigungspunkt F_1 werden die Strahlen mit dem unter 45° gegen die Achse des Rohres geneigten kleinen Planspiegel S_1 (Newton) abgelenkt und in der Nähe der Wandung des Teleskoprohres in F_2 vereinigt. Das in dieser Brennebene entstehende Bild kann dann wieder durch eine im Rohre angebrachte Öffnung mit dem Okular o beobachtet werden.

4. Die Aufstellung des Fernrohres.

Wenn sich die Erde nicht um ihre Achse drehte, so würde jeder Stern stets in derselben Richtung erscheinen, und die Aufgabe, große Fernrohre zweckmäßig aufzustellen und zu gebrauchen, würde sehr einfach sein. Die tatsächlich aber stattfindende, gleichmäßig fortdauernde Lagenänderung aller Objekte am Himmel erschwert den Gebrauch, indem bei feststehendem Fernrohre und starker Vergrößerung die Gestirne so schnell durch das nur wenige Bogenminuten umfassende Gesichtsfeld ziehen, daß eine genaue Betrachtung unmöglich ist. Aber auch schon zum leichten Auffinden eines Objekts mit dem Fernrohre sind besondere Vorrichtungen erforderlich, da man sonst geraume Zeit verschwenden kann, ehe man selbst helle Gestirne im Gesichtsfelde hat, und schwache, dem bloßen Auge kaum oder gar nicht wahrnehmbare Objekte oft ganz vergebens suchen wird. Daher ist zweierlei erforderlich, damit ein großes astronomisches Fernrohr brauchbar wird: erstens ein Mittel, das Fernrohr auf ein bestimmtes Objekt, gleichviel ob es dem bloßen Auge sichtbar ist oder nicht, genau einstellen zu können, und zweitens die Möglichkeit, mit dem Fernrohre dem Gestirn in seiner täglichen Bewegung zu folgen, so daß man es dauernd im Gesichtsfelde behält.

Um den ersteren Zweck zu erreichen, haben fast alle Aufstellungen oder *Montierungen* von Fernrohren, die zum Aufsuchen und Beobachten zölestischer Objekte dienen sollen, die Eigentümlichkeit, daß sie eine Bewegung des Fernrohres um zwei aufeinander senkrecht stehende Achsen gestatten. Bei kleineren Fernrohren und für ganz besondere Zwecke bestimmten Instrumenten wählt man eine Orientierung des Achsenkreuzes, bei der die eine Achse nach dem Zenit gerichtet ist, während die andere parallel zur Ebene des Horizonts liegt. Bei der Aufstellung größerer Fernrohre, gleichviel ob Refraktoren oder Reflektoren, legt man das Achsenkreuz so, daß die eine Achse nach dem Pole zeigt. Ihre Lage wird daher für verschiedene Orte auf der Erde nicht die gleiche Neigung gegen den Horizont haben, für einen bestimmten Ort aber unveränderlich sein. Die zweite Achse liegt parallel zum Äquator. Man nennt diese Art der Aufstellung eine *parallaktische* oder *äquatoriale Montierung*. Sie bietet große Vorteile, die darin begründet sind, daß die scheinbare Bewegung der Gestirne infolge der täglichen Drehung der Erde ebenfalls um die Polachse stattfindet.

Die Art und Weise, wie diese Montierung praktisch zur Ausführung gebracht wird, ist sehr verschieden und läßt sich am besten an der Hand der folgenden schematischen Darstellungen Fig. 47 bis Fig. 51 erkennen. Wir beginnen mit der ältesten, in größerer Vollendung zuerst von Fraunhofer ausgeführten Konstruktion, die noch heute die am weitesten verbreitete ist. Das Fernrohr Oo (Fig 47), dessen Objektiv O, dessen Okular o ist, sitzt rechtwinklig an der Deklinationsachse AB und ist mit derselben fest verbunden.

Letztere wird durch zwei Lager *a* und *b* an dem Metallstücke *g* gehalten und ist in denselben drehbar; *g* ist wiederum fest mit der Rektaszensions- oder Stundenachse *CD* verbunden, die in den Lagern *c* und *d* drehbar ist. Die Lager befinden sich an dem Kopfstücke eines gemauerten, senkrecht aufgeführten Pfeilers oder einer Eisensäule *E*; dieses Kopfstück ist je nach der Polhöhe des Ortes, an dem die Aufstellung erfolgen soll, so geformt, daß die Stundenachse *CD* unter dem Polhöhenwinkel gegen den Horizont geneigt ist[1]). Um Objekte leichter zu finden, verbindet man mit größeren Fernrohren einen sogenannten *Sucher* (*S*, Fig 47), d. h. ein am Okularende des großen Fernrohres diesem parallel befestigtes, wesentlich kleineres Fernrohr mit schwacher Vergrößerung und großem Gesichtsfelde. Der Mitte des Gesichtsfeldes des Suchers entspricht dann das Gesichtsfeld des großen Fernrohres.

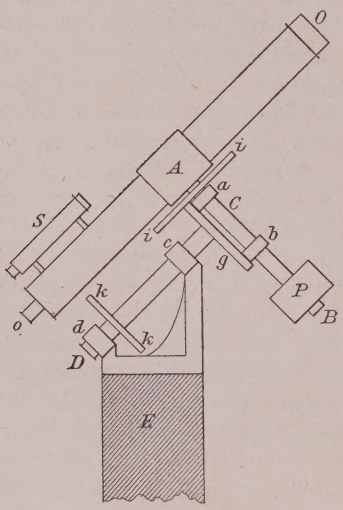


Fig. 47.

In vielen, ja in den meisten Fällen genügt aber auch der Sucher nicht, um Objekte leicht zu finden. Man hat deshalb an Deklinations- und Stundenachse geteilte Kreise *i i* bzw. *k k* angebracht, die gleichsam Abbilder größter Kreise am Himmel sind, und mit deren Hilfe die aufzusuchenden Objekte direkt eingestellt werden können. Das erhebliche Gewicht der verschiedenen, unsymmetrisch liegenden Teile eines großen Fernrohrs erfordert zur Herstellung des Gleichgewichts eine Anzahl von Gegengewichten, von denen das hauptsächlichste, zur Balanzierung des Tubus dienende (*P*), am freien Ende der Deklinationsachse sitzt.

In der Figur zeigt das Fernrohr, da es parallel der Stundenachse gestellt ist, nach dem Pole. Der Beschauer des in der Figur dargestellten Instruments befindet sich (angenommen, das Instrument sei auf der nördlichen Halbkugel aufgestellt) im Osten. Denkt man sich nun das Fernrohr um die Deklinationsachse *AB* nach vorn genau um 90° gedreht, so würde das Objektiv nach dem Ostpunkte, also auch nach dem Himmelsäquator zeigen. Dreht man jetzt das Instrument allmählich nur um die Stundenachse, so beschreibt seine Visier- oder Absehlinie am Himmel einen größten Kreis, und zwar den

[1]) Das Metallstück *g*, welches die Lager *a* und *b* trägt, wird in neuerer Zeit meist als Büchse ausgebildet. Man spricht daher häufig von einer Deklinationsbüchse und eventuell auch von einer Rektaszensionsbüchse, wenn nämlich die Lager *c* und *d* sich ebenfalls in einer Büchse befinden.

Äquator oder den scheinbaren täglichen Weg eines 90° vom Pole abstehenden Sternes. Drehen wir es dagegen von der Anfangsstellung aus um weniger als 90° um die Deklinationsachse, so beschreibt es bei nachheriger Bewegung um die Stundenachse einen dem Äquator parallelen kleineren oder Parallelkreis und würde dem Wege eines Sternes, der sich in diesem befindet, folgen. Bei parallaktisch montierten Fernrohren ist demnach immer nur die Drehung um eine Achse, die Stundenachse, erforderlich, um einen Stern zu verfolgen, bei Fernrohren mit horizontaler Montierung dagegen eine Drehung um zwei Achsen, weil die Sterne stets sowohl ihre Höhe als auch ihr Azimut ändern. Bei der Beobachtung an parallaktisch montierten Instrumenten stellt man erst den Deklinationskreis ein, in dem sich das Gestirn befindet, und bringt darauf das Fernrohr durch Bewegung um die Stundenachse in den richtigen Stundenwinkel, der durch die Zeit und die Rektaszension des Gestirnes bestimmt ist und sich mit ersterer gleichförmig ändert.

Um das zu beobachtende Objekt immer im Gesichtsfelde zu erhalten, also der zweiten der oben erwähnten Bedingungen zu genügen, sind größere Fernrohre in der Regel mit einem Uhrwerk versehen, welches an Stelle der Hand die Stundenachse mit gleichmäßiger Geschwindigkeit dreht, und zwar in 24 Stunden um 360°. Der Angriffspunkt für das Uhrwerk, ein gezahnter Kreis, liegt entweder in der Nähe des geteilten Kreises an der Stundenachse, ist wohl auch gleich mit demselben verbunden, oder oberhalb des Lagers *c* der Stundenachse, zwischen diesem und der Deklinationsbüchse.

Die Fraunhofersche oder *deutsche Montierung* besitzt nur den einzigen Übelstand, daß bei Beobachtungen in der Nähe des Zenits der Pfeiler oder die Säule, auf der das Achsenkreuz ruht, im Wege sein kann, so daß man gezwungen ist, die Beobachtungen zu unterbrechen, um nach Umlegung des Fernrohrs auf die andere Seite der Säule weiter zu beobachten. Bei den meisten astrometrischen Beobachtungen hat das nicht viel mehr auf sich als einen kleinen Zeitverlust; wird das Fernrohr jedoch, wie das in neuerer Zeit vielfach der Fall ist, zu photographischen Aufnahmen zölestischer Objekte gebraucht, so ist eine Unterbrechung der Beobachtung nicht zulässig. Da nun photographische Aufnahmen vorteilhafterweise in möglichst großen Höhen, also häufig in der Nähe des Zenits, vorgenommen werden und oft stundenlang dauern, ist man für Instrumente, die vorwiegend zu photographischen Zwecken dienen, auf eine ältere Form der äquatorialen Montierung, die in England früher vielfach in Gebrauch war (*englische Montierung*), zurückgegangen. Aus Fig. 48 ist die Anordnung ersichtlich. Die Rektaszensionsachse *CD* ist außerordentlich lang, länger als das Fernrohr; sie ist so durchbrochen, daß sie eine Art Rahmen bildet, in dem sich das Fernrohr in Deklination bewegen kann (siehe Fig. 49). Diese Anordnung bietet nach der angegebenen Richtung hin Vorteile. Die Konstruktion der Rektaszensionsachse in ausreichender Stabilität ist jedoch schwierig, und die zwei weit

aus einander stehenden Pfeiler bringen verschiedene Übelstände mit sich; der größte Nachteil dieser Montierung besteht aber darin, daß Beobachtungen in der Nähe des Pols nicht ausführbar sind.

Eine Vereinigung beider Montierungsarten zeigt Fig. 50. Durch die gebogene Säule ist die freie Beweglichkeit des Fernrohrs in der Zenitstellung und in allen Lagen ermöglicht; die lange, schwere Rektaszensionsachse der englischen Montierung ist durch eine kurze Achse CD ersetzt, die sich innerhalb einer konischen Büchse befindet. Die Möglichkeit, in der Nähe des Pols zu beobachten, ist gegeben; man kann das Fernrohr sogar in oberer und in unterer Lage nach dem Pole richten, wie durch die punktierte Linie $O'o'$ in der Figur angedeutet

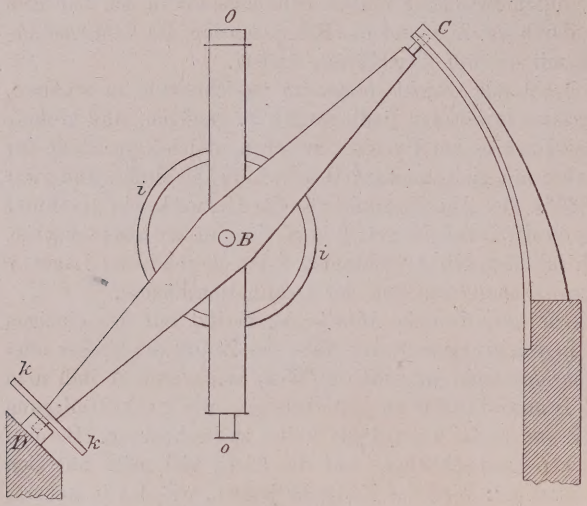


Fig. 48.

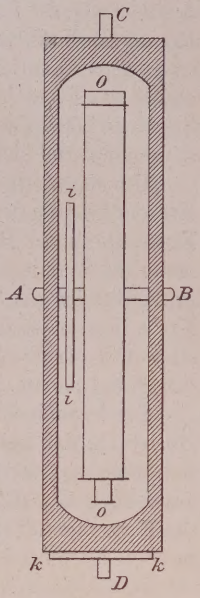


Fig. 49.

ist. Diese Montierungsart hat sich vorzüglich bewährt und ist für mittelgroße Instrumente bis zu 4 m Länge sehr zu empfehlen. Die punktierte Linie FF gibt die Lage des Fußbodens an.

Fig. 51 endlich stellt eine ganz abweichende Form äquatorialer Montierung dar, die unter dem Namen *Equatorial coudé* bekannt ist. Das Rohrstück om bildet die in der Polrichtung gelegene Rektaszensionsachse. Der zweite Rohrteil steht senkrecht auf dem ersten; das Verbindungsstück beider Rohre ist ein Hohlwürfel M. Am Ende des zweiten Rohrstückes befindet sich ein zweiter Hohlwürfel N, der das Objektiv O und einen unter 45° zur Rohrachse geneigten Spiegel s trägt. Bei p ist der Würfel N um die Achse des zweiten Rohres drehbar, und diese Drehung entspricht der Deklinationsbewegung des Fernrohrs. Das Gewicht P balanziert das zweite Rohrstück

bei der Drehung in Rektazension um die Achse *om* aus. Die auf das Objektiv fallenden Lichtstrahlen werden von dem Spiegel *s* nach dem Spiegel s_1 reflektiert und gelangen von dort nach dem Okular *o*. Es ist leicht zu erkennen, daß bei der Drehung des gebrochenen Rohres das Okular unverändert an derselben Stelle bleibt, und das bietet den Vorteil, daß man den Okularteil des Fernrohrs mit einem Schutzhause versehen kann, in welchem der Beobachter sich aufhält, während der größte Teil des Fernrohrs sich im Freien befindet; ein kostspieliger Kuppelbau kommt demnach in Wegfall. In der Zeichnung ist das Objektiv nach dem Pole gerichtet, und die punktierte Linie deutet an, daß das Beobachtungshaus *H* bei den Beobachtungen nicht störend im Wege ist. Die Nachteile dieser Einrichtung bestehen vor allem darin, daß zwei kostbare Spiegel erforderlich sind, die einmal einen erheblichen Lichtverlust bedingen, dann aber auch häufige und mühsame Justierungen beanspruchen, besonders wenn das Instrument in großen Dimensionen zur Ausführung kommt.

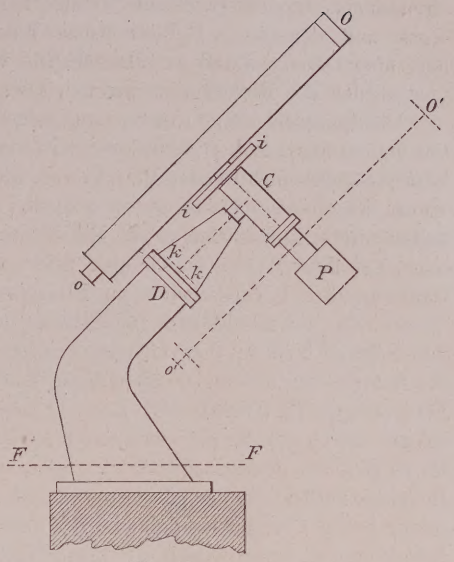


Fig. 50.

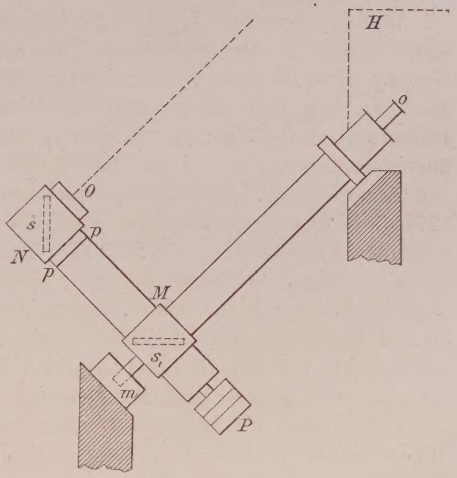


Fig 51.

5. Die größten Fernrohre neuerer Zeit.

Zwischen Refraktor und Reflektor hat von jeher eine Art Wettstreit stattgefunden, der auch heute noch nicht beendigt ist und fortdauernde An-

strengungen und entsprechende Erfolge hervorgerufen hat; jede Errungenschaft auf dem einen Gebiete wurde bald auch auf dem andern erreicht oder übertroffen, so daß wir abwechselnd von Zeiten der Refraktoren und von solchen der Reflektoren sprechen können.

Die Spiegelteleskope Newtons und seiner Zeitgenossen, mit Metallspiegeln von nur wenigen Zoll Durchmesser, leisteten kaum soviel als die durch ihre Länge freilich unbehilflichen Refraktoren, wie sie Huygens benutzte. Wäre die Kunst des Glasschmelzens weiter gediehen gewesen, so hätte man auch ein vollständiges Zurückdrängen der Reflektoren durch die späteren achromatischen Refraktoren erwarten können. Aber selbst zu Dollonds Zeiten (um 1760) war es unmöglich, Glasscheiben aus Flintglas von mehr als einigen Zoll Durchmesser rein und gleichförmig herzustellen. Ein guter farbenfreier Refraktor von mehr als 5 cm bis 6 cm Öffnung gehörte damals zu den Seltenheiten, und die Achromaten dieser Zeit übertrafen daher in ihren Leistungen die langen Fernrohre des 17. Jahrhunderts nur sehr wenig. Da beim Schleifen der Metallspiegel nicht so große Schwierigkeiten zu überwinden waren, so mußte man, wo es sich um große Lichtstärke, also große Öffnungen, handelte, auf den Reflektor zurückkommen. Indessen erst nach der Mitte des 18. Jahrhunderts gelang es der Geschicklichkeit und der unermüdlichen Geduld eines Mannes, Reflektoren zu konstruieren, die hinsichtlich ihrer optischen Kraft auch die besten Dollondschen Refraktoren weitaus übertrafen.

Wilhelm Herschel, ein geborener Deutscher, damals Organist und Musiklehrer in Bath bei Bristol, kam um 1766 zufällig in den Besitz eines kleinen Gregoryschen Reflektors. Der Anblick des Sternhimmels, den ihm dieser gewährte, erregte in ihm den lebhaften Wunsch, ein ähnliches, aber größeres Instrument zu besitzen; die von den Londoner Optikern geforderten Preise überstiegen aber seine geringen Mittel, und er entschloß sich deshalb, selbst eins zu verfertigen. Nach vielen vergeblichen Versuchen gelang ihm endlich 1774 die Vollendung eines sieben englische Fuß langen Reflektors Newtonscher Art. 1783 stellte er ein 20füßiges Teleskop fertig, und später, als ihm der König ein Jahresgehalt ausgesetzt hatte, das es ihm ermöglichte, sich ganz der Astronomie zu widmen, konstruierte er sogar ein Riesenteleskop von 39 Fuß Länge mit einem Spiegel von vier Fuß Durchmesser (vgl. Fig. 52). Hiermit war aber die Grenze praktischer Brauchbarkeit erreicht, denn die Handhabung des gewaltigen Instrumentes erwies sich als so schwierig, daß Herschel es nicht viel benutzte, sondern meist kleinere Instrumente vorzog. Im Jahre 1839 wurde das Teleskop von Sir John Herschel, dem großen Sohne des großen Beobachters, aus einander genommen und nach einer Familienfeier im Innern des Tubus für immer zur Ruhe gebracht.

Bis gegen Ende des 18. Jahrhunderts war, wie wir erwähnt haben, die Herstellung großer, homogener Scheiben von Flintglas und damit diejenige größerer Achromaten unmöglich gewesen. Im Anfange des vorigen Jahr-

hunderts erfand nun aber der Schweizer Guinand eine Methode, nach der Flintglasscheiben von bis dahin unerreichter Größe und Reinheit hergestellt werden konnten. Auf Veranlassung Utzschneiders, des Begründers eines optischen Instituts in München, siedelte Guinand 1807 nach Benediktbeuren über und lieferte nun von dort das Rohmaterial an den jungen genialen Fraunhofer, welcher kurz zuvor als Gehilfe in das Institut eingetreten war. Die Verbindung dieser beiden Männer und vor allem die feinen Untersuchungen Fraunhofers auf dem Gebiete der theoretischen und der praktischen Optik inaugurierten eine neue Ära in der Konstruktion der Achromaten und ver-

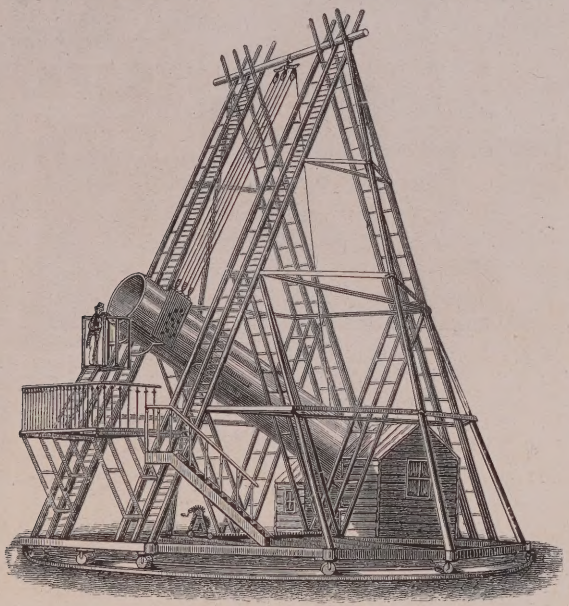


Fig. 52. Großes Teleskop von W. Herschel.

schafften dem Münchener Institut bald einen Weltruf. Selbst die kleineren Fernrohre übertrafen die Dollondschen, welche bis dahin das Feld beherrscht hatten, erheblich, und die großen Refraktoren von 24 cm Öffnung und 4 m Brennweite, die das Institut 1824 für Dorpat, 1837 für Berlin lieferte, konnten hinsichtlich ihrer Lichtstärke selbst mit den Herschelschen Teleskopen mittlerer Größe recht gut verglichen werden. Durch ihre vorzügliche mechanische Einrichtung, ihre verhältnismäßige Kürze, ihre Festigkeit im Bau und durch die hier zum ersten Male versuchte Anwendung von Uhrwerken zum exakten Bewegen der Instrumente waren aber die Fraunhoferschen Refraktoren zur astronomischen Messung so viel mehr geeignet, daß sie die Spiegelteleskope bald gänzlich verdrängten.

Nur in England bemühten sich reiche und hochsinnige Privatmänner, die von den beiden Herschel begründeten Methoden des Spiegelschleifens und

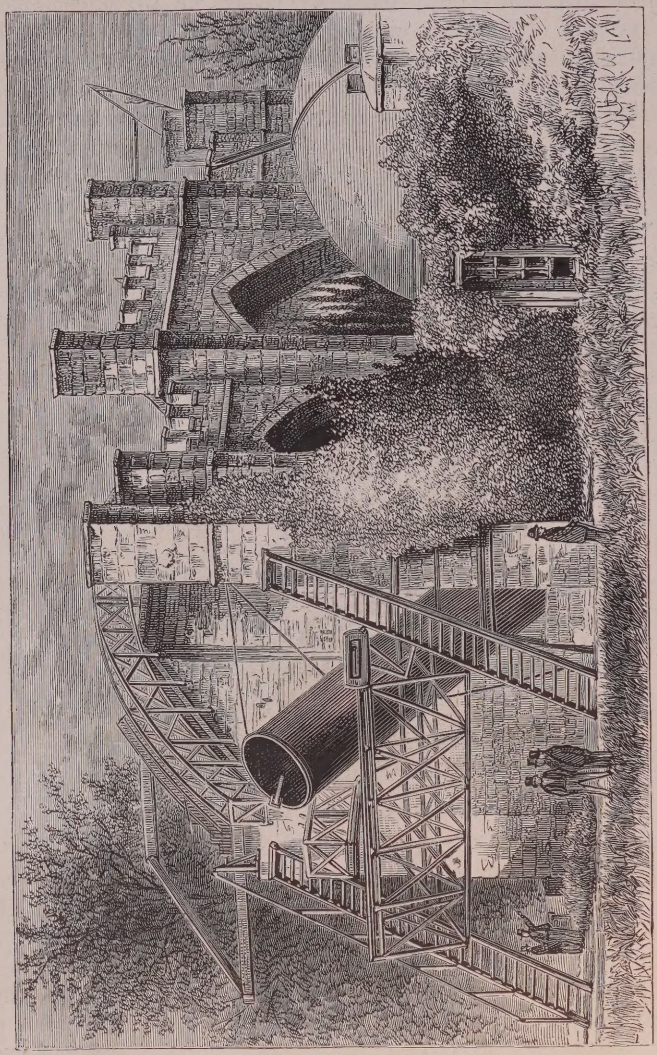


Fig. 53. Teleskop von Lord Rosse zu Parsonstown in Irland.

die Herstellung riesiger Spiegelteleskope weiter zu vervollkommnen. Den größten Schritt tat hier (1845) Lord Rosse, Earl of Parsonstown, mit dem Bau eines Reflektors von 17 m Brennweite und 1.8 m Spiegeldurchmesser

(Fig. 53). Die Montierung des mächtigen Instruments weicht sehr von der Herschelschen ab. Der Tubus steht zwischen zwei starken Mauern, die eine seitliche Bewegung von nur ca. 10° nach beiden Seiten vom Meridian zulassen. Nach oben (Norden) und unten (Süden) kann er durch eine sinnreiche Kombination von Drahtseilen in jede beliebige Poldistanz gebracht werden. Ist das Teleskop dann auf ein Objekt eingestellt, so wird es von einem außerordentlich kräftigen Uhrwerk mittels einer langen Schraube stetig nach Westen weitergeführt.

Von anderen großen, durch ihre Verfertiger wie durch ihre Leistungen und Entdeckungen bemerkenswerten älteren Reflektoren verdienen vor allem

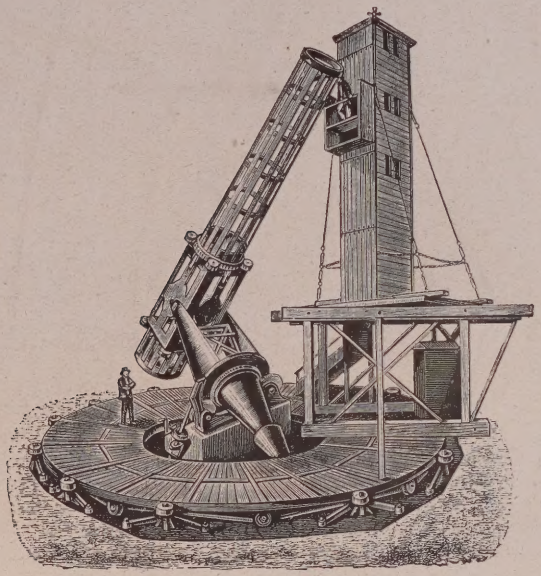


Fig. 54. Reflektor von Lassell.

die von William Lassell Erwähnung. Nahe zu gleicher Zeit mit Lord Rosse konstruierte er ein Teleskop mit einem zweifüßigen (61 cm) Spiegel von großer Vollendung und entdeckte mit ihm zwei neue Satelliten des Uranus. Ein später erbautes, größeres Teleskop, mit einem Spiegel von 1.2 m Öffnung, wurde 1863 auf Malta zu wertvollen Beobachtungen an Satelliten und Nebeln benutzt; seine in mancher Hinsicht eigentümliche Montierung zeigt Fig. 54. Leider hat der Besitzer das schöne Instrument kurz vor seinem Tode vernichtet.

Ein wesentlicher Fortschritt in der Herstellung von Spiegeln wurde 1857 durch Foucault herbeigeführt, der zeigte, daß sich Glasspiegel, welche auf chemischem Wege mit einer feinen, sehr politurfähigen Silberschicht überzogen sind, für Teleskope vortrefflich eignen. Diese Foucaultschen Spiegel haben

nämlich nicht nur ein weit geringeres Gewicht und eine größere Stabilität als die Metallspiegel, sondern sie reflektieren auch einen weit höheren Betrag (90%) des einfallenden Lichtes, als die letzteren, besonders auch der photo-

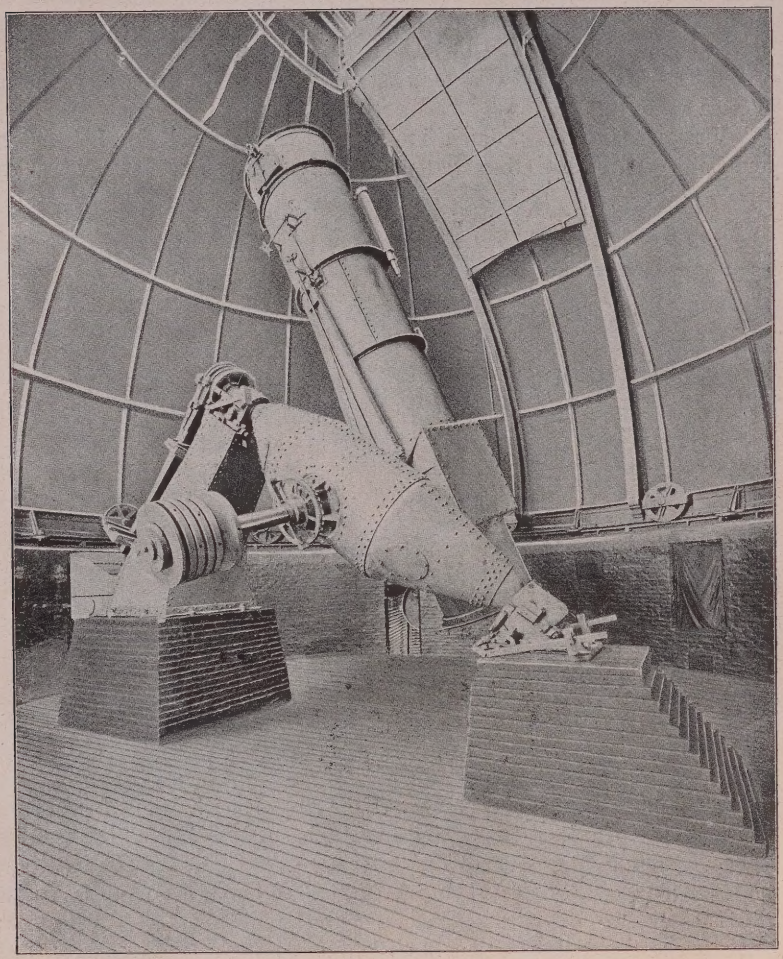


Fig. 55. Crossley-Reflektor der Licksternwarte.

graphisch wirksamen Strahlen. Es wurden daraufhin bis zum heutigen Tag zahlreiche Spiegelteleskope in allen Größen und Öffnungsverhältnissen gebaut, deren Beschreibung im einzelnen aber zu weit führen würde. Unter diesen

Instrumenten gelangte im letzten Jahrzehnt des vorigen Jahrhunderts der Crossley-Reflektor des Lick-Observatoriums durch seine hervorragenden Leistungen zu besonderer Berühmtheit. Fig. 55 zeigt ihn in seiner Montierung aus dem Jahre 1905. Der Spiegel dieses Instruments hat einen Durchmesser von 91 cm bei 5.3 m Brennweite. Die photographische Kassette ist dem Spiegel gerade gegenüber in einem Halter befestigt, so daß ein zweiter

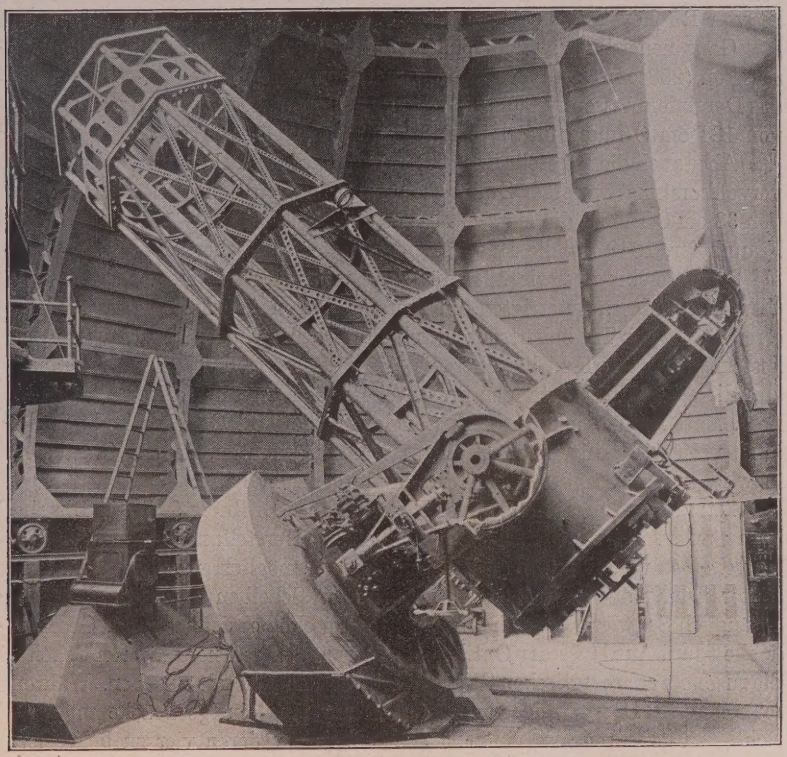


Fig. 56. Der 150 cm-Reflektor des Mount-Wilson-Observatoriums.

Spiegel, wie er z. B. bei den Newtonschen Spiegelteleskopen gebraucht wird, unnötig ist. Das von einem Stern kommende Licht erleidet also nur eine einmalige Reflexion, ehe es sich auf der Platte vereinigt; es wird daher weniger davon verloren und diffus zerstreut, als es bei einer zweimaligen Reflexion der Fall wäre. Der Spiegel selbst ruht in einer Fassung auf einem System von Hebeln, welche das Verbiegen des Spiegels in den verschiedenen Lagen des Instruments verhindern. Mit dem Crossley-Reflektor sind namentlich auf

dem Gebiete der Photographie der Nebelflecke sehr schöne Erfolge erzielt worden. Das große Öffnungsverhältnis, das man Spiegeln geben kann, und die Eigenschaft derselben, Strahlen aller Wellenlängen in einem Punkte zu vereinigen, lassen Spiegel für diese Aufgabe als besonders geeignet erscheinen.

Ein anderes sehr großes Spiegelteleskop ist das des Observatoriums auf dem Mount Wilson (Fig. 56). Dasselbe hat einen Spiegel von 1.52 m Öffnung und 7.6 m Brennweite, dessen Gewicht allein 865 kg beträgt. Dieser Spiegel ist von Ritchey in bisher unerreichter Vollkommenheit geschliffen worden.

Ganz neuerdings ist auf dem Mount Wilson ein noch größeres Spiegelteleskop (258 cm Öffnung und 12.9 m Brennweite) aufgestellt worden, und das Dominion Astrophysical Observatory, Victoria, Canada, besitzt ein solches von 184 cm Öffnung und 9.2 m Brennweite.

Aber auch die Herstellung der Refraktoren war seit Fraunhofer bedeutend vervollkommnet worden. Zwar schien zunächst mit den großen Refraktoren von 38 cm Öffnung, die Merz & Mahler, die Nachfolger des 1826 gestorbenen Fraunhofer, 1840 für die Hauptsternwarte des russischen Reiches, Pulkowa bei St. Petersburg, sowie 1843 für die Sternwarte des Harvard College in Cambridge, Mass., anfertigten, im Bau der großen Achromaten das Äußerste erreicht. In der Tat beherrschte das berühmte Münchener Institut mit seinen Instrumenten das Feld bis über die Mitte des vorigen Jahrhunderts hinaus. Um diese Zeit aber erstanden ihm zwei Rivalen, Alvan Clark in Cambridgeport, Mass., und Cooke in York (England), die bald Gleiches und, was die Dimensionen betrifft, noch Größeres schaffen konnten, da die Glastechnik inzwischen große und stetige Fortschritte gemacht hatte.

Durch die Anstrengungen der Firma Chance Brothers & Co. in Birmingham sowie von Feil in Paris war nämlich die Herstellung homogener Flintglasscheiben von 60 und mehr cm Durchmesser möglich geworden, und etwas später gelang auch die Herstellung größerer Scheiben des Kronglases, die anfänglich Schwierigkeiten bereitet hatte. So blieb es denn nur der Geschicklichkeit und Ausdauer der Optiker überlassen, den zentnerschweren Scheiben die zu einem achromatischen Objektiv erforderliche Gestalt zu geben. Während man bei der Herstellung eines Spiegels nur eine einzige Fläche möglichst richtig zu gestalten hat, sind bei einem Objektiv deren vier zu bearbeiten. Es ist erforderlich, vor der Anfertigung eines Objektivs sich erst eine genaue Kenntnis der Brechungsverhältnisse der Glassorten, die zur Verwendung kommen sollen, zu verschaffen; sodann sind selbst für eine erste Annäherung zeitraubende Berechnungen auszuführen, ehe an die Herstellung der Schalen, in welchen die Linsen geschliffen werden, gedacht werden kann. Nach Vollendung des Schliffes und der Politur kann dann weiter durch Prüfung an wirklichen oder künstlichen Sternen festgestellt werden, an welchen Teilen des Objektivs noch geringe Änderungen durch Nachpolieren, sogenanntes Retuschieren, vorgenommen werden müssen. Bei diesen Retuschierarbeiten

werden hohe Anforderungen an den ausführenden Künstler gestellt, und große Erfahrung ist erforderlich, um einen guten Erfolg zu verbürgen. Cooke in England hatte diese Aufgabe zuerst gelöst; in noch vollkommenerer Weise ist es aber Clark in Amerika gelungen, allen Anforderungen, die im Bereiche des Möglichen liegen, gerecht zu werden. Von den zahlreichen großen Objektiven, die dieser Künstler im Laufe der Zeit ausgeführt hat, seien hier nur die drei bedeutendsten erwähnt, die er für die großen Refraktoren der Sternwarte zu Pulkowa (76 cm), des Lick-Observatoriums (91 cm) und der Yerkes-

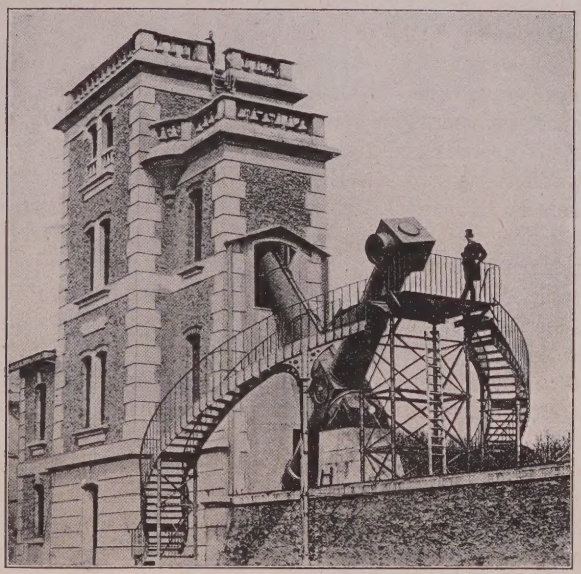


Fig. 57. Equatorial coudé der Pariser Sternwarte.

Sternwarte (102 cm) geliefert hat. Alle drei Objektive sind von großer Vollkommenheit und haben in den Händen geschickter Beobachter der Wissenschaft bereits die unschätzbarsten Dienste geleistet. Der große Refraktor der Pulkowaer Sternwarte mit seiner Montierung von Repsold ist in Fig. 58 dargestellt.

Die besondere, von Loewy 1871 ersonnene und Equatorial coudé genannte Form des Fernrohres ist zum ersten Male 1882 für die Pariser Sternwarte wirklich ausgeführt worden. Es existieren nur wenige Instrumente dieser Art; das größte bisher überhaupt ausgeführte Equatorial coudé ist 1891 für die Pariser Sternwarte erbaut worden (siehe Fig. 57). Es besitzt ein Objektiv von 60 cm Öffnung und 18 m Brennweite. Trotz der unleugbaren Vorteile, die die besondere Art der Montierung dieser Instrumente

bietet, haben sich doch auf der anderen Seite die bereits oben (S. 121) besprochenen Übelstände so stark geltend gemacht, daß man gegenwärtig die einfachere, wenn auch für den Beobachter unbequemere Konstruktion des gewöhnlichen Refraktors entschieden bevorzugt. Eine besondere Eigentümlichkeit des Equatorial coudé, welche durch die Form des Instruments bedingt wird, ist die verhältnismäßig große Brennweite der Objektive. Während man für die Objektive der gewöhnlichen Refraktoren das Verhältnis der Öffnung zur Brennweite etwa zu 1 : 15 und bei den photographischen Objektiven zu 1 : 10 oder noch größer wählt, bewegt sich dasselbe bei dem Equatorial coudé zwischen 1 : 24 und 1 : 30.

Zu Anfang der achtziger Jahre des vorigen Jahrhunderts konstruierten die Gebrüder Henry in Paris ein Doppelfernrohr, bei welchem das eine Objektiv für chemische, das andere für optische Strahlen achromatisiert worden war. Beide Fernrohre waren fest miteinander verbunden, und bei photographischen Aufnahmen diente das optische Rohr als Leitfernrohr, um während längerer Expositionen das Doppelrohr auf denselben Punkt des Himmels gerichtet halten zu können. Die schönen Erfolge, welche die Brüder Henry mit diesem Instrumente erzielten, gaben die Veranlassung zu einem bedeutsamen internationalen Unternehmen, der Herstellung einer Himmelskarte und eines Sternkatalogs von sehr großem Umfange. Gegen zwanzig Sternwarten sind hieran beteiligt und zu dem Zwecke mit Doppelfernrohren versehen worden, bei denen das für die photographisch wirksamen Strahlen achromatisierte größere Objektiv 32 cm bis 34 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite hat.

Die großen Vorteile, welche derartige Doppelfernrohre mit verschieden achromatisierten Objektiven in vielen Beziehungen bieten, führten auch zur Konstruktion größerer Instrumente dieser Art. Hier sind besonders die Doppelfernrohre des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam und des Observatoriums zu Meudon zu nennen.

Das Fernrohr des erstgenannten Instituts hat ein photographisches Objektiv von 80 cm Öffnung und ein optisches von 50 cm Öffnung bei 12 m bzw. 12.5 m Brennweite. Beide Objektive sind von der Firma C. A. Steinheil Söhne (München) angefertigt worden; die großen Glasscheiben hierzu wurden aus dem Glaswerke von Schott & Gen. in Jena bezogen. Bei der Retusche des 80-cm-Objektivs kamen zum ersten Male bei einem so großen Objektiv die in Potsdam von Hartmann und Wilsing ausgebildeten Methoden zur Prüfung von Objektiven zur Anwendung. Durch dieselben werden für einzelne Zonen des Objektivs die Brennweiten so genau ermittelt, daß die Korrekturen danach sicher ausgeführt werden können, und die bisher im wesentlichen nur auf Erfahrung einiger weniger Optiker beruhenden, von Glücksumständen abhängenden Verbesserungen sind dadurch auf die sichere Basis exakter Beobachtung gestellt worden. Die Anforderungen, welche an

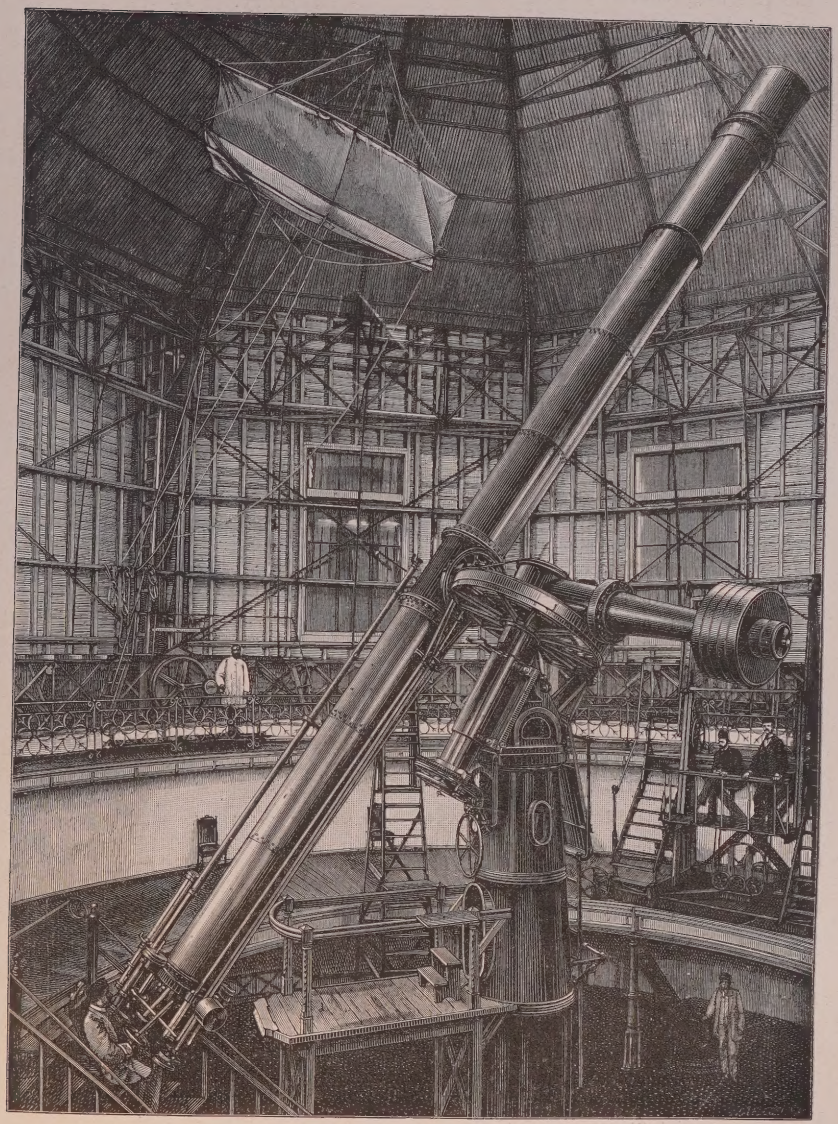


Fig. 58. Großer Refraktor der Sternwarte in Pulkowa.

die Geschicklichkeit des Optikers zu stellen sind, werden zwar damit nicht im mindesten verringert; aber die schwierigen Korrektionsarbeiten können ganz schematisch an der Hand fortwährender Prüfungen, die nicht einmal ein Beobachten zölestischer Objekte erfordern, ausgeführt werden.

Die Montierung des in einer Kuppel von 21 m Durchmesser aufgestellten Potsdamer Instruments, das in Fig. 59 zur Darstellung gelangt ist, rührt von Repsold & Söhne (Hamburg) her.

Das in Meudon aufgestellte Doppelfernrohr hat noch etwas größere Dimensionen: optisches Objektiv 83 cm Öffnung, photographisches Objektiv 62 cm Öffnung, Brennweite beider Objektive 16 m. Die optischen Teile sind von den Gebrüdern Henry, die Montierung von Gautier ausgeführt worden.

Während noch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts der von Fraunhofer gelieferte Dorpater Refraktor mit einem Objektiv von 24 cm Öffnung als ein Wunderwerk der Optik angestaunt wurde, würde es schwer halten, die Zahl der jetzt existierenden Instrumente von ähnlichen Dimensionen mit einiger Sicherheit festzustellen. Wir geben hier nur ein Verzeichnis der Instrumente, deren Objektive oder Spiegel eine Öffnung von mehr als 70 cm besitzen.

Refraktoren.

Yerkes-Observatorium, Williams Bay, Wisc.	102 cm
Lick-Observatorium, Mount Hamilton, Cal.	91 „
Astrophysik. Observatorium Meudon	83 „
Astrophysik. Observatorium Potsdam	80 „
Sternwarte Pulkowa	76 „
Sternwarte Nizza	76 „
Universitätssternwarte Allegheny, Penn.	76 „
Sternwarte Greenwich	71 „

Reflektoren.

Mount Wilson Observatory, Cal.	258 cm
Astrophysical Observatory, Victoria, Canada	184 „
Observatorium Birr Castle, Parsonstown, Irland	183 „
Mount Wilson Observatory, Cal.	152 „
Sternwarte Melbourne	122 „
Sternwarte Berlin-Babelsberg	120 „
Sternwarte Paris	120 „
Astrophysik. Observatorium Meudon	100 „
Hamburger Sternwarte in Bergedorf	100 „
Detroit Observatory, Ann Arbor, Mich.	95 „
Mills-Observatorium, San Cristobal, Santiago, Chile	93 „
Solar Physics Observatory, Cambridge, England	91 „
Observatorium Birr Castle	91 „
Lick-Observatorium (Crossley-Reflektor)	91 „
Sternwarte Toulouse	83 „
Sternwarte Marseille	80 „

Sternwarte La Plata	80 cm
Sternwarte Greenwich	76 „
Sternwarte Helwan, Ägypten	76 „
Hill Observatory, Salcombe Regis, England	76 „
Universitätssternwarte Allegheny, Penn.	76 „

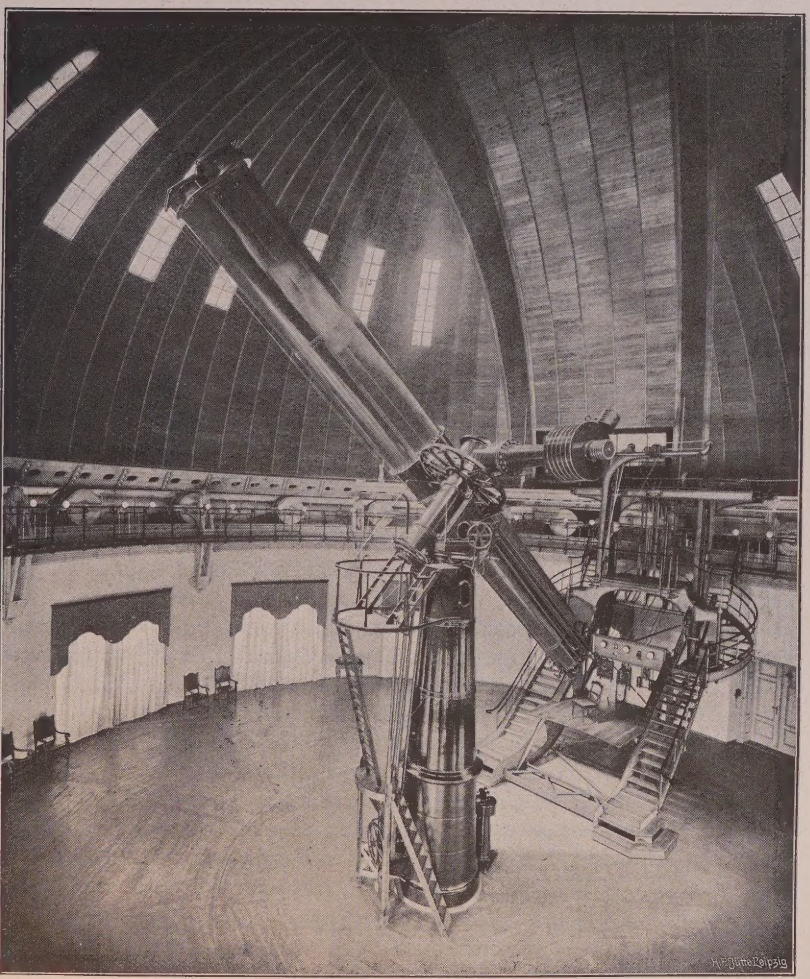


Fig. 59. Großer Refraktor des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam.

6. Leistungen der Fernrohre.

Die Fragen, ob Refraktor oder Reflektor mehr leistet, welches die Grenze für die Instrumente selbst, wie für ihre Vergrößerungen ist, und ähnliche, lassen sich allgemein nur schwer oder gar nicht beantworten; denn einerseits haben beide Gattungen ihre besonderen Vorzüge und Nachteile, andererseits konstruiert man in neuester Zeit immer größere und vollkommenere Spiegel und Objektive, ohne daß bis jetzt eine obere Grenze erreicht zu sein scheint. Beide Arten von Instrumenten haben in den Händen von guten Beobachtern Vorzügliches geleistet. Man braucht z. B. nur an die Arbeiten und Entdeckungen zu erinnern, die sowohl mit dem großen Refraktor, als auch mit dem Crossley-Reflektor des Lick-Observatoriums in den letzten Jahrzehnten gemacht worden sind. Über die Vergrößerungen aber, die mit Nutzen angewendet werden können, haben von jeher so unklare und übertriebene Vorstellungen geherrscht, daß es nicht überflüssig sein wird, die Bedingungen etwas näher zu betrachten, von denen die Leistungen der Fernrohre abhängen, soweit letztere zum Sehen allein und nicht zum Messen dienen.

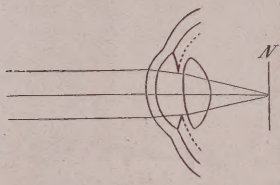


Fig. 60.

Sehen wir ohne Fernrohr nach einem leuchtenden Punkte, z. B. einem Sterne, so nehmen wir ihn dadurch wahr, daß das auf die Pupille fallende Licht nach Brechung in der Hornhaut, der Kristallinse und den anderen Medien des Auges auf der Netzhaut (*N* Fig. 60) zur Vereinigung gelangt. Könnte man die Pupille nach Belieben erweitern (innerhalb enger Grenzen findet dies bekanntlich spontan statt), so würde je nach der Pupillenöffnung mehr oder weniger Licht in das Auge fallen, und Sterne, die bei sehr kleiner Pupille verschwänden, würden bei sehr großer sichtbar sein. Wir können nun ein Fernrohr als ein großes künstliches Auge betrachten, dessen Pupille das Objektiv ist. Alles auf das Objektiv fallende Licht wird nach Vereinigung im Brennpunkt und nach dem Durchgange durch ein passendes Okular auf der Netzhaut des Auges zu einem Bilde vereinigt, dessen Helligkeit von dem Verhältnis der Objektivöffnung zur Pupillenöffnung abhängt, wenn wir von dem Lichtverlust in den verschiedenen Gläsern absehen. Da sich nun die Lichtmengen, die auf verschieden große kreisförmige Flächen fallen, wie die Quadrate der Durchmesser verhalten, und da die Pupille in der Dunkelheit der Nacht einen Durchmesser von etwa 8 mm hat, so folgt, daß z. B. ein Fernrohr von 16 cm Objektivöffnung 400 mal soviel Licht auffängt, als die Pupille[1]).

[1]) Die Lichtmenge, welche die Netzhaut tatsächlich empfängt, verhält sich indessen nur etwa wie 320 zu 1, da beim Durchgange des Lichtes durch die verschiedenen absorbierenden und reflektierenden Glasschichten etwa 20 % verloren gehen. Ein durch ein Fernrohrobjektiv betrachteter Stern wird also nicht ganz in dem Verhältnis heller erscheinen, in welchem die Oberflächen von Objektiv und Pupille stehen; doch wollen wir im folgenden von diesem immerhin nicht sehr erheblichen Lichtverlust absehen.

Damit alles Licht, welches auf das Objektiv oder den Spiegel eines Fernrohres fällt, auch in die Pupille des Auges gelangt, darf das aus dem Okular tretende Strahlenbündel im Durchmesser nicht größer sein als die Pupille; die Vergrößerung des Fernrohres muß daher wenigstens gleich dem Verhältnis des Objektivdurchmessers zum Pupillendurchmesser sein. Letzterer ist, wie erwähnt, etwa 8 mm; um also die volle Lichtmenge zu erhalten und den größtmöglichen Vorteil vom Objektiv zu ziehen, muß für jedes Zentimeter Öffnung die Vergrößerung wenigstens $\frac{10}{8}$ sein. Nehmen wir z. B. ein Fernrohr von 16 cm Objektivöffnung, so ist 20 die Minimalvergrößerung, bei der noch alles von einem leuchtenden Punkte (Fixstern) ausgehende Licht in die Pupille gelangt; bei geringerer Vergrößerung würde das austretende Strahlenbüschel einen größeren Durchmesser als die Pupille haben, es würde also ein Lichtverlust eintreten. Hat das Objektiv 1.60 m Brennweite, so entspricht einer 20fachen Vergrößerung eine Okularbrennweite von 8 cm; diese muß man daher nehmen, damit alles Licht mit dem Auge aufgefangen wird.

Wendet man stärkere Vergrößerungen an, als die obige, welche „Normalvergrößerung" heißt, so gelangt gleichfalls das ganze vom Objektiv aufgefangene Licht zur Netzhaut, es sollte daher die Helligkeit des Sternes auch die gleiche wie bei Anwendung der Normalvergrößerung sein. Das ist in Wirklichkeit aber nicht der Fall, vielmehr kann man bei Anwendung stärkerer Vergrößerungen noch wesentlich schwächere Sterne sehen, als bei Anwendung der Normalvergrößerung. Die Ursache dieser Heraufsetzung der Sichtbarkeitsgrenze für Sterne ist wohl hauptsächlich in der Abschwächung des Himmelsgrundes bei wachsender Vergrößerung zu suchen, in zweiter Linie auch noch in physiologischen Eigenschaften des Auges.

Ist das Objekt kein leuchtender Punkt, wie ein Fixstern, der auch bei den stärksten Vergrößerungen wegen seines verschwindend kleinen scheinbaren Durchmessers im wesentlichen immer als Punkt erscheint, sondern eine Fläche, wie die Scheibe eines Planeten oder ein Nebelfleck, so treten andere Verhältnisse ein. Das Objekt erscheint dann nahezu gleich hell mit allen Vergrößerungen, die weniger als $\frac{10}{8}$ für jedes Zentimeter Objektivöffnung betragen, wird aber allmählich schwächer, wenn wir diese Grenze überschreiten. Der Grund davon ist, daß bei steigender Vergrößerung das Licht über eine größere Fläche auf der Netzhaut ausgebreitet und deshalb geschwächt wird. Solange die Vergrößerung unter der oben genannten Grenze bleibt, kompensiert die vermehrte Lichtmenge, welche bei zunehmender Vergrößerung in die Pupille fällt, gerade die aus der Ausbreitung des Bildes auf eine größere Fläche sich ergebende Schwächung, so daß die scheinbare Helligkeit konstant bleibt. Überschreitet man aber die erwähnte Grenze,

so nimmt nur die Fläche, über welche sich das Licht ausbreitet, d. h. die scheinbare Größe des Objekts zu, nicht aber die Lichtmenge; das Objekt erscheint also schwächer. Die scheinbare Helligkeit eines Flächenelements (eines sehr kleinen Flächenteiles des Objekts) auf der Netzhaut ist dann, wie leicht einzusehen ist, umgekehrt proportional der Oberfläche, auf welche das Licht ausgebreitet wird, oder umgekehrt proportional dem Quadrat der Vergrößerung.

Es mag auf den ersten Blick paradox erscheinen, daß die Flächenhelligkeit durch das Fernrohr niemals vermehrt werden kann, sondern selbst im günstigsten Fall nur dieselbe wie für das bloße Auge ist. Man kann sich aber leicht von der Richtigkeit dieser Betrachtungen überzeugen. So erscheint der Himmelsgrund im Fernrohre niemals so hell als dem bloßen Auge, und zwar wird er im Fernrohre um so dunkler werden, je stärkere Vergrößerungen man nimmt. Da durch Vergrößerung der Objektivöffnung die Helligkeit punktförmiger Objekte für das Auge gesteigert werden kann, so ist es möglich, hellere Sterne am Tage im vergrößernden Fernrohr zu sehen, während sie dem freien Auge unsichtbar bleiben.

Durch Benutzung eines Fernrohres kann also ein flächenhaftes Objekt nur vergrößert, nicht aber heller gemacht werden[1]). Wesentlich anders gestalten sich die Verhältnisse bei Anwendung der Photographie. Durch Vergrößerung der Öffnung des Objektives bei gleichbleibender Brennweite desselben kann die Flächenhelligkeit beliebig gesteigert werden, da die aufgefangene Lichtmenge vergrößert wird, ohne daß die Größe des Objektes auf der photographischen Platte zunimmt. Es kommt hinzu, daß man den photographischen Effekt auch noch durch eine Verlängerung der Belichtungszeit steigern kann. Aus diesen Überlegungen wird die enorme Überlegenheit der Photographie über das Auge bei der Abbildung von Nebeln verständlich.

Eine weitere Ursache, die neben mangelnder Achromasie sowie schließlicher Lichtschwäche ausgedehnter Objekte den Leistungen der Fernrohre eine Grenze setzt, ist die *Diffraktion*. Ist der austretende Strahlenkegel auf weniger als 0.5 mm reduziert, d. h. ist die Vergrößerung mehr als 20 für jedes Zentimeter Objektivöffnung, so beginnen die Umrisse des Bildes verwaschen

[1]) Es scheint danach nicht recht verständlich, daß die Astronomen zur Beobachtung schwacher flächenhafter Gebilde (Nebel, Kometen) sogenannte Kometensucher, d. h. Fernrohre mit großer Öffnung, kurzer Brennweite und schwacher Vergrößerung, mit Erfolg benutzen. Man muß aber außer den oben besprochenen physikalischen Verhältnissen auch noch die physiologischen der Augen berücksichtigen. Die Höhe der Reizschwelle des Auges hängt bis zu einem gewissen Grade von der Größe der gereizten Stelle ab. Eine große, schwach leuchtende Fläche wird noch gesehen, wenn eine ebenso helle, aber kleine Fläche nicht mehr sichtbar ist. Die Wirkung des Kometensuchers besteht nun darin, daß er das flächenhafte Objekt vergrößert, so daß ein größerer Bezirk der Netzhaut affiziert wird als ohne Fernrohr. Natürlich darf die Vergrößerung nicht so weit getrieben werden, daß die objektive Helligkeit um mehr herabgesetzt wird, als der Gewinn durch Erniedrigung der Reizschwelle ist.

und unbestimmt zu werden, die Helligkeit des Gegenstandes und die Vollkommenheit des Objektivs mögen so groß sein, als sie wollen. Es rührt dies von der Beugung des Lichtes (Diffraktion) her, die mit wachsender Vergrößerung so auffällig wird, daß, wenn letztere über 40 auf 1 cm Öffnung beträgt, der Gewinn infolge stärkerer Vergrößerung vollständig durch die größere Undeutlichkeit des Bildes kompensiert wird. Hellere Sterne werden dann zu Scheibchen von nicht unbeträchtlichem Durchmesser, und diese „falschen Durchmesser" haben früher zu sehr irrigen Vermutungen über die wirklichen Durchmesser geführt.

Die unter Berücksichtigung der Diffraktion noch statthafte äußerste Vergrößerung findet man nach dem voranstehenden durch Multiplikation der in Zentimetern angegebenen Objektivöffnung mit 40; indessen ist es zweifelhaft, ob noch ein wirklicher Vorteil bei mehr als 24 bis 28 erreicht werden kann. Bei einem Fernrohre von 60 cm Öffnung würde die stärkste noch zulässige Vergrößerung also 2400 sein, ein irgend erheblicher Vorteil aber schon bei mehr als 1500facher Vergrößerung nicht mehr erreicht werden, ja häufig wird man sogar bis auf eine 700fache oder noch geringere Vergrößerung herabgehen. Lewis hat die Frage, welche Vergrößerung bei einer bestimmten Objektivöffnung mit Vorteil anzuwenden ist, auf rein praktischem Wege zu beantworten versucht. Er hat nämlich eine Zusammenstellung der Vergrößerungen gemacht, welche von den bekanntesten Doppelsternbeobachtern am häufigsten benutzt werden. Folgende Tabelle enthält sein Resultat:

Durchmesser des Objektivs	Vergrößerung	Durchmesser des Objektivs	Vergrößerung
10 cm	278	40 cm	556
15 „	340	50 „	621
20 „	393	60 „	680
25 „	439	70 „	735
30 „	481	80 „	786
35 „	520	90 „	833

Die Zahlen der vorstehenden Tabelle gelten für mittlere Luftzustände, bei ausnahmsweise guten haben die Beobachter wesentlich stärkere Vergrößerungen gebraucht, z. B. beim Lick-Refraktor (91 cm Öffnung) 1500 bis 3000.

Weiterhin ist die Atmosphäre ein großer Feind der astronomischen Beobachtung, an den der Laie selten denkt. Blicken wir an einem heißen Sommertage nach einem entfernten niedrigen Gegenstande, so bemerken wir leicht ein gewisses Zittern, Wogen und Wallen seiner Umrisse. Sehen wir durch ein Fernrohr, so erscheint dieses Wallen und Zittern zugleich mit dem Gegenstande vergrößert und häufig so stark, daß wir selbst mit dem stärksten Fernrohre nicht viel mehr als mit freiem Auge wahrnehmen. Der Grund dieser Erscheinung liegt darin, daß die warme Luft am Erdboden sich mit der

kühleren in den darüberliegenden Schichten mischt, wodurch eine unregelmäßige und beständig wechselnde Brechung der diese Luft durchsetzenden Lichtstrahlen verursacht wird. Aber nicht nur bei Sonnenschein, sondern auch in der Nacht ist eine derartige Luftunruhe immer vorhanden, wenn Luftströmungen verschiedener Temperatur sich durchkreuzen und mischen. Die ganze Erscheinung ist stets in hohem Grade durch örtliche Einflüsse bedingt. Es gibt Gegenden, wo bei Tage, besonders in der Dämmerung, die Luft sehr ruhig ist, während nachts Beobachtungen mit starker Vergrößerung kaum ausführbar sind. In anderen Gegenden sind dagegen die Nächte günstiger. Das Funkeln oder *Szintillieren* der Sterne entsteht ebenfalls durch solche Strömungen, und man kann als Regel annehmen, daß bei starkem Funkeln der Sterne eine gute Beobachtung mit starker Vergrößerung nicht möglich ist. Ein Stern erscheint dann nicht mehr als scharfer, ruhiger Punkt, sondern unruhig, verwaschen und oft wie eine kleine wallende Nebelmasse. Der Betrag dieser atmosphärischen Störungen wechselt von Stelle zu Stelle des Himmels und von Nacht zu Nacht, verschwindet aber nie gänzlich. Werden bei einem Fernrohre von etwa 25 cm Öffnung mit 500facher Vergrößerung keine wesentlichen Störungen der Bilder wahrgenommen, so darf die Nacht für sehr gut gelten; Nächte aber, wo sich Vergrößerungen bis 800 und darüber mit Vorteil benutzen lassen, gehören — wenigstens in unseren Klimaten — zu den sehr seltenen. Erfahrungsgemäß ist bei gleicher wirklicher Vergrößerung die Unruhe der Luft bei einer größeren Objektivöffnung von schädlicherer Wirkung als bei einer kleineren. Je größer nämlich die Fernrohröffnung ist, einen um so größeren Querschnitt hat das Lichtbündel, welches in das Objektiv eintritt. Nun haben aber größere Teile der Atmosphäre weit seltener eine gleichmäßige Dichtigkeit als kleinere Teile, und die gleichzeitig vorhandenen Verschiedenheiten der Luftdichtigkeit erreichen hier auch stärkere Beträge.

Aus allen diesen Gründen darf man den praktischen Wert sehr starker Vergrößerungen nicht überschätzen. Für die meisten astronomischen Forschungen ist eine besonders starke Vergrößerung aber auch nicht erforderlich, und zwar glücklicherweise; denn sonst würden durch den eben besprochenen Einfluß der Luftunruhe auf das astronomische Sehen die meisten Beobachtungen vereitelt werden. Bei einigen Beobachtungen ist aber möglichste Ruhe der Luft unerläßliche Bedingung, z. B. bei der Beobachtung der Oberflächenbeschaffenheit der Planeten, bei der Messung enger Doppelsterne u. a. m. Hierfür passende Luftverhältnisse findet man nur in besonders begünstigten Gegenden, welche fern von den großen Verkehrszentren und in beträchtlichen Höhen über dem Niveau der Umgebung liegen. In neuerer Zeit hat man daher bei der Anlage von Sternwarten hierauf besonders Rücksicht genommen und dieselben mit Vorliebe auf Bergen errichtet; so z. B. das Lick-Observatorium auf dem Mount Hamilton (1283 m über dem Meeres-

spiegel) und das Observatorium auf dem Mount Wilson (1731 m), beide in Kalifornien.

Schließlich mögen noch für diejenigen, welche sich der Astronomie auch praktisch widmen wollen, einige Bemerkungen über die Prüfung der Fernrohre in betreff ihrer optischen Leistungsfähigkeit Erwähnung finden.

Bildschärfe ist neben Achromasie das erste, was man von einem guten Fernrohre fordert. Sehr helle Fixsterne sollen kleine, strahlenfreie Scheibchen, umgeben von zwei bis drei regelmäßigen Beugungsringen und einem violetten Schimmer, schwächere Sterne aber einfache Punkte ohne Farben bilden. Je kleiner unter sonst gleichen Umständen die Sternscheibchen sind, desto vollkommener ist die Bildschärfe und desto größer die trennende Kraft und auch die Lichtstärke des Fernrohres. Beim Aus- und Einschieben des Okulars sollen die wachsenden Scheibchen eine regelmäßig kreisförmige Figur bewahren und gleichmäßig farbige Säume zeigen. Die trennende Kraft eines Fernrohres prüft man durch Beobachtung von Doppelsternen. Die kleinste noch wahrnehmbare Distanz der Komponenten gibt den besten Maßstab für die trennende Kraft. Letztere ist nun von zu vielerlei Umständen abhängig, als daß sich genaue Angaben machen ließen. So trennen Fernrohre mit großer Brennweite mehr als solche gleicher Öffnung mit geringerer Brennweite. Von wesentlichem Einfluß ist ferner das Helligkeitsverhältnis der beiden Komponenten des Doppelsterns; die Trennung ist am leichtesten, wenn die beiden Komponenten gleich hell sind, und wird um so schwieriger, je größer die Helligkeitsdifferenz ist. Auch die trennende Kraft der Augen selbst, sowie ihre Lichtempfindlichkeit ist nicht bei allen Menschen dieselbe, und verschiedene Beobachter werden daher selbst mit einem und demselben Fernrohre nicht gleichviel sehen.

Einen Überblick darüber, was man ungefähr von einem Fernrohre mit einer Öffnung zwischen 10 cm und 90 cm verlangen kann, gibt eine Untersuchung von Lewis, der die Erfahrungen der besten Doppelsternbeobachter zugrunde gelegt sind. Lewis findet: Ein Fernrohr von a cm Öffnung trennt, wenn die beiden Komponenten

1. nahezu gleich hell und etwa 6. Größe sind, Doppelsterne von $\frac{12''.2}{a}$ Distanz,
2. nahezu gleich hell und etwa 9. Größe sind, Doppelsterne von $\frac{21''.6}{a}$ Distanz,
3. ungleich hell und etwa 6. und 9. Größe sind, Doppelsterne von $\frac{41''.9}{a}$ Distanz,
4. sehr ungleich hell und etwa 5. und 10. Größe sind, Doppelsterne von $\frac{91''.4}{a}$ Distanz.

Unter ausnahmsweise guten Umständen sind aber die Trennungen viel weiter gehend.

Die praktische Beurteilung der Lichtstärke eines Fernrohres ist noch mehr von der Durchsichtigkeit der Luft, der Dunkelheit der Nacht und den subjektiven Eigenschaften der Augen des Beobachters abhängig, als die der trennenden Kraft, so daß sich noch weniger allgemein gültige, bestimmte Angaben darüber, was ein Fernrohr leisten soll, machen lassen. Ein ausgeruhtes Auge sieht in einer klaren, dunklen Nacht Sterne 5. bis 6. Größe. Die Beobachter der Bonner Durchmusterungen haben mit einem Fernrohr von 78 mm Öffnung bei 10facher Vergrößerung noch die Positionen von Sternen 11. Größe bestimmen können. Nach Goos sollen Fernrohre von der Öffnung 95 mm (Vergrößerung 55), 162 mm (Vergrößerung 200), 600 mm (Vergrößerung 200) Sterne 12. bzw. 13. bis 14. bzw. 16. Größe zeigen.

Man prüft die Lichtstärke eines Fernrohres am besten durch Beobachtung zerstreuter Sternhaufen, z. B. der Plejaden, für welche die Helligkeit der einzelnen Sterne durch photometrische Messungen festgelegt ist. Je schwächere Sterne man bei Anwendung einer geeigneten Vergrößerung eben noch sieht, um so lichtstärker ist das Fernrohr. Natürlich sind solche Beobachtungen häufiger anzustellen, damit man ein von Zufälligkeiten möglichst freies Ergebnis erzielt.

KAPITEL II.

Astronomische Messungen und Meßinstrumente.

1. Kreise der Himmelskugel. Koordinaten der Gestirne.

Im ersten Kapitel dieses Buches wurde gezeigt, daß alle Himmelskörper an der Oberfläche einer Sphäre zu liegen scheinen, in deren Mittelpunkt sich Erde und Beobachter befinden. Die Aufgabe der Astrometrie besteht hauptsächlich in der Bestimmung der scheinbaren Örter der Himmelskörper an dieser Sphäre. Es gibt nun drei Systeme von größten Kreisen, auf welche man die Örter beziehen kann: das des Horizonts, das des Äquators und das der Ekliptik. Die beiden ersten sind heute allein im Gebrauch; das der Ekliptik verschwand für die beobachtende, aber nicht für die rechnende Astronomie mit der Einführung des Fernrohres.

Das System des Horizonts ist das in der Natur zunächst gegebene und demzufolge auch geschichtlich das älteste. Die beiden Ebenen oder größten Kreise der Himmelskugel, auf die man hier die Örter der Gestirne oder deren Koordinaten bezieht, sind der Horizont und der Meridian. Der *scheinbare Horizont* ist derjenige größte Kreis, in welchem die durch den

Standpunkt des Beobachters an die Erdkugel gelegte Tangentialebene die Himmelskugel schneidet; der *wahre Horizont* geht dem scheinbaren parallel durch den Erdmittelpunkt. Die Ebene des Horizonts läßt sich künstlich leicht herstellen, da sie durch jede ruhige, nur der Anziehungskraft der Erde ausgesetzte Flüssigkeitsoberfläche (Niveaufläche), z. B. von Wasser oder Quecksilber, gegeben wird. Der *Meridian* ist die Ebene, welche durch den Nord- und den Südpunkt geht und rechtwinklig auf dem Horizont steht. Der sichtbare Pol des letzteren, der von allen Punkten des Horizonts gleichweit (90°) absteht und demnach im Meridian liegt, heißt der Scheitelpunkt oder der *Zenit*; ihm diametral gegenüber liegt der unsichtbare Pol, der Fußpunkt oder der *Nadir*. Größte Kreise senkrecht auf dem Horizont, also durch den Zenit gehend, heißen *Höhen-* oder *Vertikalkreise*, Kreise parallel zum Horizont *Azimutalkreise* oder *Almukantarate*. Die beiden Koordinaten, durch welche der Ort eines Gestirnes in diesem System gegeben wird, sind die *Höhe* und das *Azimut*; erstere wird von dem Horizont nach dem Zenit bis 90° gezählt, letzteres vom Südpunkte des Meridians durch Westen, Norden, Osten bis wieder Süden von 0° bis 360°, oder auch westlich vom Meridian positiv, östlich negativ, jedesmal bis 180°. Statt der Höhe benutzt man auch häufig die *Zenitdistanz*; beide ergänzen sich zu 90°. In diesem System ändern sich beide Koordinaten eines Gestirnes, Höhe wie Azimut, kontinuierlich mit der Zeit.

Im zweiten System, dem des Äquators, entsprechen die Koordinaten eines Gestirnes fast vollkommen den geographischen Längen und Breiten eines Ortes auf der Erde. Die beiden Grundebenen sind hier der Himmelsäquator (der auf die Sphäre übertragene Erdäquator) und ein erster Meridian, wofür man den größten Kreis genommen hat, der durch die beiden Himmelspole und die Nachtgleichenpunkte geht. Größte Kreise senkrecht zum Äquator, die also auch durch die Pole gehen, heißen *Deklinations-* oder *Stundenkreise*, Kreise parallel dem Äquator, die also nach den Polen zu immer kleiner werden, *Parallelkreise*. Der senkrechte Abstand eines Gestirnes (*SS'* Fig. 61) vom Äquator heißt *Abweichung* oder *Deklination* und entspricht der Höhe im Horizontalsystem; der Abstand vom ersten Meridian, und zwar von dem Halbkreise aus gezählt, der durch die Pole und den Frühlingsnachtgleichen- oder Widderpunkt (♈) geht, wird die *Gerade Aufsteigung* oder *Rektaszension* genannt, gewöhnlich kurz mit AR (ascensio recta) bezeichnet. Die Deklination wird bis 90° gezählt, und zwar nach dem Nordpol zu positiv, nach dem Südpol zu negativ, die Rektaszension dagegen durch den ganzen Umkreis hindurch bis 360°, und zwar von Westen durch Süden nach Osten, also entgegengesetzt der Zählungsrichtung beim Azimut. Statt der Deklination nimmt man auch mitunter die *Poldistanz* (ähnlich wie beim Horizontalsystem die Zenitdistanz) und rechnet diese vom Nordpol an bis 180°, vermeidet also dabei positive und negative Vorzeichen. Die Rektaszension gibt man aus einem gleich zu erwähnenden Grunde häufiger in Stunden,

Zeitminuten und Zeitsekunden an, als in Graden, Bogenminuten und Bogensekunden.

Im dritten System, dem der Ekliptik, tritt an die Stelle des Äquators die Ekliptik, und an die Stelle der Himmelspole treten die Pole der Ekliptik. Der Deklination entspricht hier die *Breite*, der Rektaszension die *Länge*; beide Koordinaten werden in gleicher Weise gezählt, wie im System des Äquators, die Länge auch von demselben größten Kreise an. In der beobachtenden Astronomie kommt aber, wie schon erwähnt, dieses System in neuerer Zeit nicht mehr zur Anwendung.

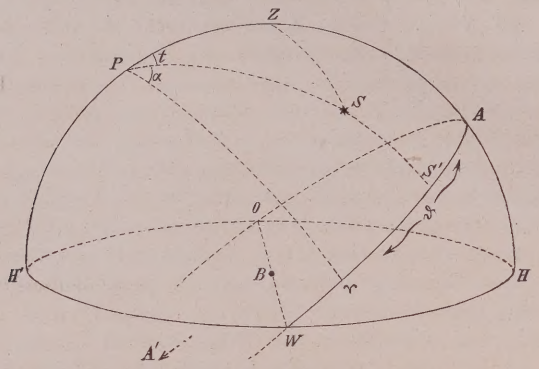


Fig. 61.

2. Zeit und Stundenwinkel.

Wir sahen früher, daß infolge der Umdrehung der Erde um ihre Achse sämtliche Gestirne im Laufe von 24 Stunden den Meridian eines Ortes passieren. Die Zeit, die zwischen zwei aufeinander folgenden oberen oder unteren Kulminationen eines unbeweglichen Gestirnes, eines sogenannten Fixsternes, verfließt, und die etwa vier Minuten weniger beträgt, als die Zeit zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne, nennen wir einen *Sterntag* und teilen ihn, wie den mittleren Sonnentag, in 24 Stunden, jede Stunde in 60 (Zeit-)Minuten, jede (Zeit-)Minute in 60 (Zeit-)Sekunden; der Sterntag ist die wahre Umdrehungszeit der Erde. Die *Sternzeit* wird zu zählen angefangen, wenn der Frühlingsnachtgleichenpunkt den Meridian eines Ortes passiert; es ist dann $0^h\,0^m\,0^s$ Sternzeit. Da die Gestirne infolge der Erdrotation von Osten nach Westen fortrücken, die Rektaszensionen aber in der Richtung von Westen nach Osten gezählt werden, so wird nach Verlauf einer Stunde Sternzeit der Stundenkreis, dessen Rektaszension $^1/_{24}$ des Umkreises oder 15^0 beträgt, in den Meridian des Beobachtungsortes gerückt sein; andererseits wird der Frühlingspunkt und sein Stundenkreis $^1/_{24}$ der Umdrehung oder 1^h Sternzeit westlich vom Meridian stehen. Zählen wir 2^h Sternzeit, so passieren die

Gestirne, deren Rektaszension 30^0 ist, den Meridian, und der Stundenkreis 0^0 und mit ihm der Frühlingspunkt steht $^2/_{24}$ der Umdrehungszeit oder 2^h westlich vom Meridian; die Gestirne des Stundenkreises 15^0 dagegen werden $^1/_{24}$ des Umkreises oder 1^h westlich vom Meridian stehen. Jeder Stunde Sternzeit entsprechen also 15^0 Rektaszension; teilen wir demnach den Umkreis nicht in 360^0, sondern der Umdrehungszeit gemäß in 24^h, so wird im Meridian die Rektaszension, in Zeit ausgedrückt, unmittelbar gleich der Sternzeit sein, und umgekehrt ergibt letztere, mit 15 multipliziert, die Rektaszension in Bogenmaß.

Der Abstand eines Stundenkreises vom Meridian heißt *Stundenwinkel* (t, Fig. 61); er wird nach Westen und gewöhnlich bis 360^0 oder 24^h durchgezählt, oder nach Westen bis 12^h positiv, nach Osten, gleichfalls bis 12^h, negativ. Aus dem vorangehenden sieht man sofort, daß für einen gegebenen Ort der Stundenwinkel des Frühlingspunktes gleich der Sternzeit des Ortes ist. Ferner ist offenbar die Summe von Rektaszension und Stundenwinkel gleich der Sternzeit. Sind daher zwei dieser Größen gegeben, so kann man immer die dritte durch einfache Addition oder Subtraktion finden. Aus der Fig. 61 ersieht man am leichtesten die Beziehungen zwischen diesen verschiedenen Größen. Im Mittelpunkte der unendlich großen Sphäre ist die Erde mit dem Beobachter B. HH' ist der Horizont, AA' der Äquator, W der Westpunkt, O der Ostpunkt, Z der Zenit, P der Nordpol, S ein Stern, dessen Deklination durch den Bogen SS' gemessen wird. Der Meridian des Ortes B geht durch $HAZPH'$. H ist der Südpunkt, H' der Nordpunkt. In Υ stehe zu einer bestimmten Sternzeit ϑ der Frühlingspunkt. Rektaszension α und Stundenwinkel t sind dann durch die Bogen $S'\Upsilon$ und AS' oder durch die ihnen entsprechenden Winkel am Pole gegeben. Da die Zeit ϑ immer durch eine Uhr und die Rektaszension α meist in Zeit angegeben wird, so findet man den Stundenwinkel t auch zunächst und für gewöhnlich in Zeit; er läßt sich aber sehr einfach in Bogen verwandeln, da $1^h = 15^0$, $1^m = 15'$, $1^s = 15''$ ist; nach dem vorangehenden ist er gleich der Sternzeit weniger der Rektaszension.

Für die Zwecke des bürgerlichen Lebens, das von dem Tagesgestirn, der Sonne, beherrscht und reguliert wird, würde die Rechnung nach Sternzeit höchst unbequem sein. Man rechnet daher für gewöhnlich und selbst in der Astronomie nach *Sonnenzeit*. Wir sahen schon früher, daß infolge der Bewegung der Sonne unter den Gestirnen nach Osten der Zeitraum zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne größer sein muß, als der zwischen zwei Durchgängen eines Sternes. Im Laufe eines Jahres hat die Sonne einen ganzen Umlauf unter den Sternen gemacht, ein Stern also, wenn man nach Sonnenzeit rechnet, gleichsam einen Umlauf gewonnen; es ergibt sich somit, daß ein Sonnentag größer ist als ein Sterntag, und zwar sind $365^1/_4$ Sonnentage gleich $366^1/_4$ Sterntagen. Rechnen wir wie gewöhnlich

nach Sonnenzeit, so findet sich die genaue Dauer eines Sterntages zu $23^h\ 56^m\ 4^s.1$ mittlere Sonnenzeit; umgekehrt wäre ein Sonnentag gleich $24^h\ 3^m\ 56^s.6$ Sternzeit. Kulminiert die Sonne um 0^h Sternzeit, oder ist die Sternzeit im mittleren Mittag 0^h, so kulminiert sie am nächsten Tage nach Sternzeit $3^m\ 57^s$ später, oder es ist im mittleren Mittag $0^h\ 3^m\ 57^s$ Sternzeit; am zweiten Tage wäre die Sternzeit im mittleren Mittag etwa $0^h\ 7^m\ 53^s$ usw. Um den 21. März jedes Jahres steht nun die Sonne im Frühlingspunkt, d. h. ihre Rektaszension ist 0^o oder 0^h, sie kulminiert dann also um 0^u Sternzeit; einen Monat später kulminiert sie, da sie $^1/_{12}$ des Umkreises zurückgelegt hat oder ihre Rektaszension etwa $30^o = 2^h$ beträgt, um 2^h Sternzeit, oder es ist 2^h Sternzeit im mittleren Mittag usw. Die folgende kleine Tafel gibt die Sternzeit im mittleren Mittag oder die Rektaszension der mittleren Sonne im gewöhnlichen Jahre genähert an:

Januar 1	18^h	41^m	Juli 1	6^h	34^m
Februar 1	20	43	August 1	8	36
März 1	22	33	September 1 . . .	10	39
April 1	0	35	Oktober 1	12	37
Mai 1	2	34	November 1 . . .	14	39
Juni 1.	4	36	Dezember 1 . . .	16	37

Es läßt sich daraus bis auf einige Minuten die einer beliebigen mittleren Zeit entsprechende Sternzeit für jeden Jahrestag leicht finden. Um eine genauere Bestimmung der Sternzeit zu ermöglichen, sind in den astronomischen Jahrbüchern von Tag zu Tag die Sternzeiten im mittleren Mittag sowie Reduktionstabellen angegeben.

Bewegte sich die Sonne stets mit gleichförmiger Geschwindigkeit nach Osten, so würde der eben erwähnte mittlere Mittag stets mit dem wahren zusammenfallen und die mittlere Sonnenzeit gleich der wahren sein. Aus zwei Gründen ist dies aber nicht der Fall. Erstens ist wegen der Exzentrizität der Erdbahn, wie wir früher sahen, die Winkelgeschwindigkeit der Erde um die Sonne, also auch die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne, deren Bewegung ja nur das Spiegelbild der Erdbewegung ist, verschieden: am größten im Dezember, wo die Erde der Sonne am nächsten, am kleinsten im Juni, wo sie am weitesten entfernt ist. Die Hauptursache für die Abweichung der wahren von der mittleren Sonnenzeit liegt aber darin, daß die Sonne sich nicht im Äquator oder in einem Parallelkreise, sondern in der Ekliptik bewegt. Nahe den Äquinoktien ist diese und damit die Richtung der Sonnenbewegung unter einem Winkel von $23^1/_2{}^o$ gegen den Äquator oder gegen die Richtung der täglichen Bewegung geneigt. Infolgedessen sind zu diesen Zeiten, also im März und September, die Sonnentage kürzer als im Mittel, und die umgekehrte Wirkung wird zu den Zeiten der Solstitien, im Juni und Dezember, hervorgebracht. Im ersten Falle ist die auf den

Äquator projizierte Bewegungsgröße kleiner als im Durchschnitt, im zweiten größer. Im Mittel beträgt die Zeit zwischen zwei aufeinander folgenden Kulminationen der Sonne $24^h\ 3^m\ 57^s$ in Sternzeit; durch die Exzentrizität der Erdbahn werden Abweichungen von diesem Werte im Betrage von $\pm 8^s$ hervorgerufen und durch die Neigung der Ekliptik gegen den Äquator solche im Betrage von $\pm 20^s$. Im Maximum können sich daher zwei wahre Sonnentage um fast 1^m voneinander unterscheiden.

So lange die Uhren noch bis auf 20 und mehr Sekunden in einem Tage fehlerhaft gingen, verursachten diese Abweichungen keine ernstliche Unbequemlichkeit. Als aber durch Huygens die Pendeluhren in Gebrauch kamen und die Einteilung und Abmessung der Zeit dadurch wesentlich genauer wurde, mußte die ungleichförmige Bewegung der Sonne auffallen und stören. Wollte man die Uhren nach dem wirklichen Sonnenlaufe richten, so müßten sie bald rascher gehen, wenn sich die Sonne (im Juni und Dezember) schneller, bald langsamer, wenn sie sich (im März und September) langsamer bewegt. Damit hätte man aber den größten Vorzug der vollkommenen Uhren, die Regelmäßigkeit und Gleichförmigkeit des Ganges, opfern müssen, und es blieb daher nichts weiter übrig, als von der wahren Sonnenbewegung abzuweichen und der Zeitmessung eine *mittlere Sonne* zugrunde zu legen, die der wirklichen Sonne bald vorauseilt, bald hinter ihr zurückbleibt. Man rechnet also jetzt allgemein die *mittlere Zeit* nach einer fingierten Sonne, die man sich im Äquator und mit gleichförmiger Geschwindigkeit — dem Mittel aus allen Geschwindigkeiten der wahren Sonne — bewegt denkt. Es ist mittlerer Mittag oder $0^h\ 0^m\ 0^s$ mittlere Zeit, wenn diese gedachte Sonne den Meridian in der oberen Kulmination passiert, 12^h, wenn sie in der unteren Kulmination ist, also am tiefsten steht. Der Astronom zählt dann weiter 13^h, 14^h, bis 24^h oder 0^h, abweichend vom bürgerlichen Leben, wo fast immer zweimal von 0^h bis 12^h gerechnet wird und deshalb die Bezeichnung Vormittag oder Nachmittag hinzugefügt werden muß. Ein weiterer Unterschied zwischen der astronomischen und der bürgerlichen Zählweise besteht darin, daß der Astronom den Tag nicht um Mitternacht, sondern erst mittags beginnt, so daß in den Vormittagsstunden das bürgerliche Datum dem astronomischen um einen Tag voraus ist. Gegenwärtig sind Bestrebungen im Gange, die astronomische Zählweise gänzlich abzuschaffen.

Die von der Bewegung der wirklichen Sonne abhängende Zeit heißt die *wahre Sonnenzeit*; sie wird nur durch die Sonnenuhren direkt angegeben. Der Unterschied zwischen der wahren und der mittleren Zeit heißt die *Zeitgleichung*. Ist die wahre Sonne hinter der mittleren zurückgeblieben, passiert sie also den Meridian erst nach dem mittleren Mittag, so ist die Zeitgleichung positiv und eine gewöhnliche Uhr ist einer Sonnenuhr voraus. In der folgenden Tafel ist der Betrag der Zeitgleichung für den ersten und den fünfzehnten Tag eines jeden Monats angegeben.

Datum		Zeitgleichung	Datum		Zeitgleichung
Januar	1	+ 3m	Juli	1	+ 3m
„	15	+ 9	„	15	+ 6
Februar	1	+ 14	August	1	+ 6
„	15	+ 14	„	15	+ 4
März	1	+ 13	September	1	0
„	15	+ 9	„	15	— 5
April	1	+ 4	Oktober	1	— 10
„	15	0	„	15	— 14
Mai	1	— 3	November	1	— 16
„	15	— 4	„	15	— 15
Juni	1	— 2	Dezember	1	— 11
„	15	0	„	15	— 5

Eine der Wirkungen dieses Unterschieds zwischen wahrer und mittlerer Zeit, die oft mißverstanden wird, zeigt sich darin, daß das Intervall von Sonnenaufgang bis Mittag, wie es aus dem Kalender folgt, nicht das gleiche ist, wie zwischen Mittag und Sonnenuntergang, daß also die Vormittage länger oder kürzer sind als die Nachmittage. Es liegt dies einfach daran, daß für den Aufgang und den Untergang der Sonne die wirkliche Sonne in Betracht kommt, der Mittag aber nach der fingierten mittleren bestimmt wird. Verständen wir unter Mittag den Meridiandurchgang der wahren Sonne, so würde kein merklicher Unterschied zwischen Vormittags- und Nachmittagsdauer sein; der Mittag unserer Uhren ist aber dem wahren Mittage bald voraus, bald folgt er ihm, und so kann ersterer dem Sonnenaufgang bis zu einer halben Stunde näher liegen, als dem Sonnenuntergang, und umgekehrt. Im Februar sind die Nachmittage etwa eine halbe Stunde länger als die Vormittage, und im November findet das Umgekehrte statt. Durch die in den meisten Ländern neuerdings eingeführte Einheitszeit[1]) ist das Auffallende der oben besprochenen Erscheinung noch wesentlich verstärkt worden, da an allen Orten, welche von dem gewählten Nullmeridian etwas weiter nach Osten oder Westen abliegen, eine merkliche Differenz zwischen der Uhrzeit und der mittleren Sonnenzeit (Ortszeit) besteht. In Deutschland z. B., wo nach Mitteleuropäischer Zeit gerechnet wird, weicht im äußersten Osten und Westen des Reiches die Uhrzeit um mehr als 30m von der Ortszeit ab. Nach der Uhr ist daher für diese Gegenden der Vormittag stets um eine volle Stunde kürzer oder länger als der Nachmittag, und durch das Hinzutreten der Zeitgleichung wächst dieser Betrag im Februar oder im November bis auf 1½ Stunden. Für die Sonnenuhren sind dagegen Vor- und Nachmittage immer gleich lang, wenn wir von der geringfügigen, durch die tägliche Änderung der Deklination der Sonne hervorgebrachten Abweichung absehen.

[1]) Näheres darüber folgt in dem Abschnitte „Geographische Ortsbestimmungen“.

3. Meßinstrumente und Sternwarten.

Mit dem Fernrohre läßt sich nur sehen; die Hauptaufgabe der Astrometrie besteht aber im Messen, in der Bestimmung der Lage der Gestirne an der Sphäre. Zu diesem Zwecke muß das Fernrohr mit eigens dazu konstruierten Meßapparaten verbunden sein, welche die genaue Festlegung des Ortes eines Gestirnes ermöglichen.

Man unterscheidet nun zwei Hauptarten astronomischer Meßinstrumente: solche, mit denen man den *absoluten* Ort eines Gestirnes festlegen kann, und solche, die den Abstand von einem benachbarten Sterne, also den *relativen* Ort, ergeben. Bei den Instrumenten der ersten Art, deren Hauptvertreter der Meridiankreis, das Universalinstrument und das Äquatorial sind, werden die Koordinaten des Gestirnes auf eines der Seite 140ff. genannten Koordinatensysteme bezogen, beim Universalinstrument auf das horizontale, beim Äquatorial auf das äquatoriale, beim Meridiankreis auf eine Verbindung dieser beiden Systeme. Das Fernrohr tritt hier mehr in den Hintergrund und dient nur zum scharfen Sehen und Visieren; das Wesentliche sind die Hilfsmittel zur Winkelmessung: Kreise, die in Grade und deren Unterabteilungen eingeteilt sind und gleichsam Abbilder der größten Kreise der Sphäre darstellen, auf welche die Koordinaten des Gestirnes bezogen werden sollen. Fernrohr und Kreise sind fest miteinander verbunden und um Achsen drehbar, die den Hauptachsen der Koordinatensysteme entsprechen.

Die zur Bestimmung des relativen Ortes dienenden mikrometrischen Apparate sind in der Regel am Okular des Fernrohres angebracht. Man bestimmt durch sie Abstand und Richtung zweier einander naher Punkte, und zwar im allgemeinen um so genauer, je stärker die Vergrößerung ist. Das Fernrohr und seine optische Kraft ist hier also von größerer Bedeutung, als bei den oben genannten, zur Messung absoluter Sternörter dienenden Instrumenten.

Zu jeder astronomischen Messung ist auch eine Zeitangabe erforderlich, denn die Lage der Gestirne am Himmel ändert sich stetig; die Bestimmung der einer gewissen Beobachtung entsprechenden Zeit ist daher eine wichtige Aufgabe der praktischen Astronomie, und sie kann unter Umständen (wie bei Ermittlung der Rektaszensionen von Sternen und bei Längenbestimmungen) selbst zur Hauptaufgabe werden. Auf Sternwarten sind die Hauptzeitmesser immer Pendeluhren; doch können auch hier tragbare Uhren (Chronometer) nicht entbehrt werden.

Die allmähliche Vervollkommnung der astronomischen Meßinstrumente und ihre Ausbildung von den einfachsten Anfängen bis zur heutigen Vollendung ist stetiger gewesen und hängt mit der Entwicklung der Astronomie selbst inniger zusammen, als die des Fernrohres. Während dieses mit einem

Schlage in die Erscheinung trat, waren die Prinzipien und auch die Ausführung einfacher astronomischer Meßwerkzeuge, wie wir sahen, schon den Alten geläufig. Zur Begründung der Fundamentallehren der Astronomie waren selbst die ungefügen Maschinen der Araber und des Tycho mit ihren Dioptern und rohen Kreisen wichtiger und notwendiger als das Fernrohr, das erst mehr als ein halbes Jahrhundert nach dem Tode des Kopernikus erfunden wurde. Die Bedeutung dieses wundervollen Apparats soll damit keineswegs geschmälert werden; es ist ja zu bekannt, daß die Astronomie erst durch das Fernrohr und mit dessen Vervollkommnung zu der Höhe gelangen konnte, auf der sie sich zurzeit befindet. Aber wir dürfen auch nicht den Wert der nur messenden Werkzeuge unterschätzen. Es ist ja gerade die Verbindung des Fernrohres mit den Meßapparaten das Fundament unserer modernen praktischen Astronomie geworden, und die Fortschritte im rein optischen Gebiete haben zum Teil die im mechanischen mit bedingt, und umgekehrt.

Den ersten entscheidenden Schritt, das Fernrohr zum Messen brauchbar zu machen, tat der englische Astronom Gascoigne (etwa 1640) dadurch, daß er ein Fadenkreuz im Brennpunkte des Objektivs anbrachte, und so zuerst die genaue Anvisierung eines Objekts ermöglichte; auch konstruierte er das erste Mikrometer. Die Verbindung des Fernrohres mit Kreisen erfolgte dann sehr bald, hauptsächlich durch Picard (1667). Aber erst 1763 gelang es Ramsden und bald darauf dem Duc de Chaulnes u. a., der Teilung dieser Kreise, die bis dahin ziemlich rohe Handarbeit war, mittels Teilmaschinen die zu scharfen Messungen erforderliche Genauigkeit zu geben. Der *Vernier* oder *Nonius*, 1631 von P. Vernier nach einer älteren, praktisch aber nicht recht verwertbaren Idee des Portugiesen Nunes oder Nonius ersonnen[1]), hatte schon früher die genauere Ablesung der Winkel mittels einer Hilfsteilung ermöglicht und die von Tycho angewandten Transversalen verdrängt, welche gleichfalls die unmittelbare Teilung der Bogen in Unterabteilungen ergeben (vgl. Fig. 30, S. 103). Erst gegen Mitte des 19. Jahrhunderts wich der Nonius dem Ablesemikroskop. Seit jener Zeit haben die stetigen Fort-

[1]) Das Prinzip des Nonius ist zwar schon vor Vernier dem Chr. Clavius aus Bamberg bekannt gewesen, Vernier aber führte den Nonius zuerst wirklich aus und brachte ihn an dem beweglichen Arm, der Alhidade, an. Das Prinzip beruht einfach darauf, daß einer gewissen Anzahl von Intervallen des Kreises (Limbus *L*, Fig. 62) auf einem mit ihm konzentrischen Hilfsbogen *N* eine um eins größere Zahl von Intervallen entspricht; die Ziffer des mit einem Teilstrich koinzidierenden Noniusstriches gibt dann unmittelbar die gesuchte Lage des Nullpunktes des Nonius an. In Fig. 62 sind z. B. 9° des Kreises *L* auf dem Nonius *N* in 10 Teile geteilt (man kann also unmittelbar Zehntelgrade ablesen), und da der sechste Noniusstrich mit dem Kreisstriche zusammenfällt, so steht der Nullpunkt des Nonius auf 10°6.

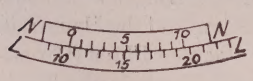


Fig. 62. Nonius.

schritte der Technik, geleitet durch die Ideen erfindungsreicher Mechaniker, Astronomen und Physiker, die astronomischen Instrumente zu einem bewundernswerten Grade der Vollendung geführt; und so verdienen Mechaniker wie Gambey, Eichens und Gautier in Frankreich, Ramsden, Cary, Troughton & Simms und Grubb in England, Warner & Swasey in Amerika, vor allen aber deutsche Künstler, wie Fraunhofer, Reichenbach, Ertel, Pistor & Martins, die Repsolds, Zeiß und Toepfer, als Förderer der praktischen Astronomie neben den großen Astronomen der letzten hundert Jahre mit Ehren genannt zu werden.

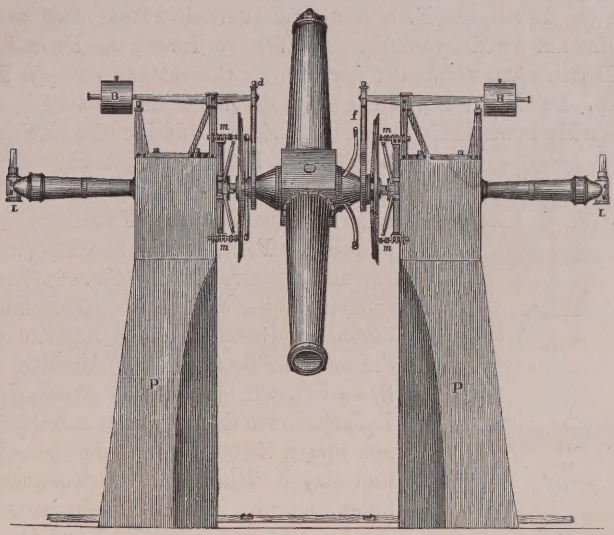


Fig. 63. Meridiankreis von Pistor & Martins (etwas schematisch).

Wir wollen nun kurz die Hauptinstrumente der heutigen Astronomie beschreiben, und zwar zuerst die zu absoluten Messungen dienenden. Die erste Bedingung zum Gelingen feiner Beobachtungen überhaupt ist die möglichst feste Aufstellung der Instrumente. Sie stehen daher meist auf niedrigen Steinpfeilern, die selbst, vom Fußboden und umgebenden Gemäuer vollständig isoliert, auf massiven, in die Erde gemauerten Fundamenten ruhen.

Das wichtigste der zu absoluten Bestimmungen dienenden Instrumente ist der *Meridiankreis*. Es ist dies ein mit einem oder zwei fein geteilten Kreisen versehenes, mäßig großes Fernrohr; die Achse, welche das Fernrohr und die Kreise trägt, liegt horizontal in der Richtung West-Ost auf zwei soliden Steinpfeilern (*P*, Fig. 63) oder eisernen, auf Lagern ruhenden Trägern (Fig. 65). Bei der Drehung beschreibt also das Fernrohr einen Vertikalkreis, und zwar den Meridian. Die Pfeiler tragen, außer den Lagern für die Zapfen der Achse,

mehrere (jeder gewöhnlich vier) Mikroskope (*m*, Fig. 63), die eine oft bis auf ein Zehntel Bogensekunde genaue Ablesung der direkt in 5′ oder 2′ geteilten, vor ihnen befindlichen Kreise gestatten. Um die sehr sorgfältig gearbeiteten Zapfen der Achse bei der häufigen Drehung in ihren Lagern nicht abzunutzen und ihre zylindrische Gestalt nicht zu verändern, wird der größte Teil des Gewichtes von Fernrohr, Achse und Kreisen durch Gegengewichte (*B*) getragen, die durch eine Aufhängevorrichtung (*d*) mit der Achse in Verbindung stehen. Möglichst weit von Fernrohr, Kreisen und Mikroskopen abstehende Lampen (*L*) werfen ihr Licht durch die durchbrochenen Pfeiler und die hohle Achse in das Innere des Fernrohres und zugleich mittels einer besonderen Vorrichtung auf die Kreisteilung. Das Licht im Innern des Fernrohres kann je nach Bedarf dazu verwendet werden, das Gesichtsfeld oder die Fäden zu erleuchten. Das Instrument dient dazu, die Zeiten zu beobachten, zu denen Sterne den Meridian passieren, und ihre Zenitdistanz in diesem Momente zu bestimmen. Um diesen Beobachtungen größere Genauigkeit zu verleihen, begnügt man sich nicht mit einem einfachen Fadenkreuz im Brennpunkte des Fernrohres, sondern verwendet ein ganzes System von Fäden (Fig. 64). An den vertikalen werden beim Durchgang eines Sternes durch das Gesichtsfeld die Antritte nach der Sternzeituhr beobachtet; gleichzeitig wird der Stern auf den horizontalen Faden eingestellt. Reduziert man dann die an den Seitenfäden beobachteten Zeiten auf den die optische Achse und die Meridianebene darstellenden Mittelfaden, so erhält man die Durchgangszeit durch den Meridian; die Verbindung der Kreisablesung mit derjenigen bei genau vertikaler oder horizontaler Lage des Fernrohres gibt ferner die Zenitdistanz oder die Höhe des Gestirnes. Sind dann die Fehler des Instruments sowie die Polhöhe des Beobachtungsortes bekannt, so folgen daraus sofort Rektaszension und Deklination; umgekehrt kann man demnach auch, bei bekannter Rektaszension und Deklination, die Uhrkorrektion und die Polhöhe bestimmen.

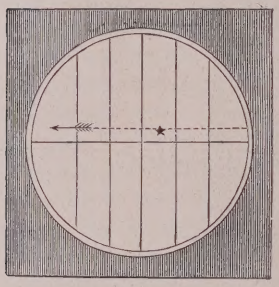


Fig. 64.

Fehlen die feingeteilten Kreise, lassen sich also nur Durchgangszeiten (oder Rektaszensionen) bestimmen, so erhalten wir das einfachere *Durchgangs-* oder *Passageninstrument*, welches von dem Dänen Olaus Römer (1689) herrührt. Von demselben genialen Astronomen ist auch die Verbindung dieses Instruments mit einem genau geteilten Kreise bereits vorgeschlagen und in Anwendung gebracht worden; allgemein eingeführt wurde jedoch der Meridiankreis erst durch J. G. Repsold und Reichenbach zu Anfang des 19. Jahrhunderts.

Die heutigen Formen der Meridiankreise sind im einzelnen oft sehr verschieden; doch entsprechen sie im allgemeinen und wesentlichen dem oben

beschriebenen und in Fig. 63 dargestellten Instrument. Bei den Repsoldschen Meridiankreisen (vgl. die Abbildung Fig. 65) sind, abgesehen von anderen nicht unwesentlichen Abweichungen, die oberen Teile der Steinpfeiler durch starke eiserne Köpfe ersetzt, an denen sich, konzentrisch zu den feingeteilten Kreisen, die Mikroskopträgertrommeln befinden.

Die kleineren Passageninstrumente werden häufig tragbar gemacht und sind dann gewöhnlich mit einem gebrochenen Fernrohre versehen. Bei dieser Einrichtung werden die vom Objektiv nach dem Okular gehenden Strahlen

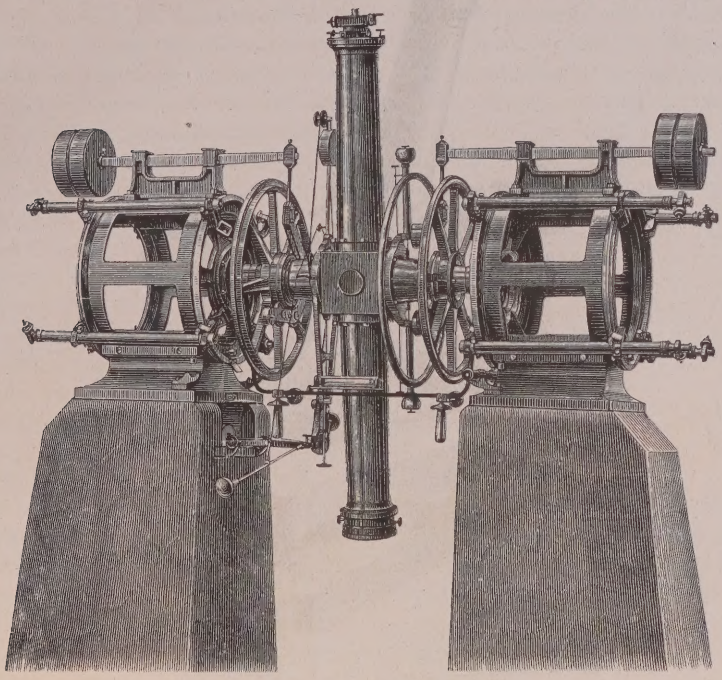


Fig. 65. Repsoldscher Meridiankreis.

von einem total reflektierenden Prisma aufgefangen und seitlich reflektiert; der untere Teil des Tubus bildet zugleich die eine Hälfte der horizontalen Achse, und das Okular bzw. das Auge des Beobachters befindet sich infolgedessen immer in gleicher Höhe, was die Beobachtungen wesentlich erleichtert. In Fig. 66 ist solch ein tragbares Passageninstrument mit gebrochenem Fernrohre dargestellt.

Früher mußte der Astronom beim Beobachten der Durchgangszeiten der Sterne die Sekundenschläge seiner Uhr zählen und die Zehntel der Sekunde schätzen, zu denen der Stern die Fäden kreuzt. Diese sogenannte „Auge-

und Ohrmethode" ist seit längerer Zeit meist durch die der „Registrierung" mit Hilfe des galvanischen Stromes ersetzt worden. Das Verdienst, den *Elektro-Chronographen* oder *Registrierapparat* in die messende Astronomie eingeführt zu haben, gebührt den Amerikanern W. C. Bond und Walker, die ihn (um 1848) zuerst bei Längenbestimmungen anwandten[1]). Die in Deutschland gebräuchlichste Form weicht im ganzen nicht sehr von dem Morseschen

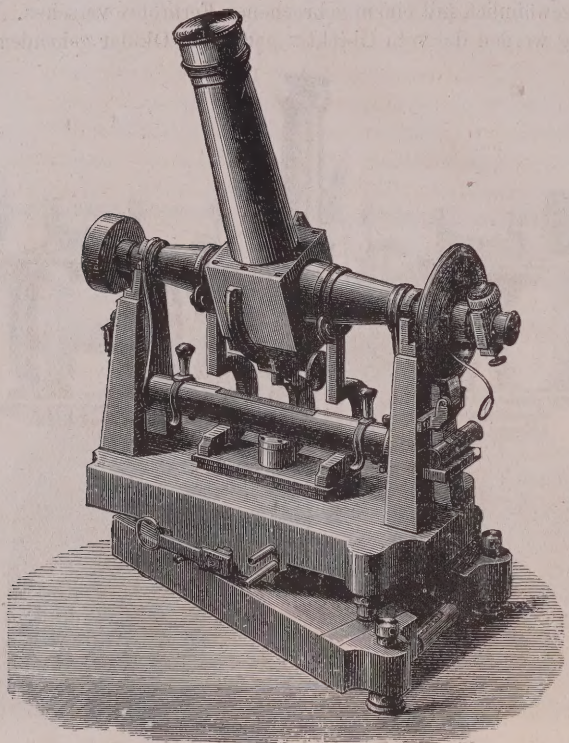


Fig. 66. Tragbares Passageninstrument.

Schreibtelegraphen ab. Auf einem schmalen, gleichförmig bewegten Papierstreifen markiert eine Uhr Sekundenpunkte und gleichzeitig der Beobachter vom Instrument aus die Zeitpunkte der Fadendurchgänge. In jedem der beiden Fälle wird momentan ein galvanischer Strom geschlossen (regelmäßig jede Sekunde von der registrierenden Uhr, in unregelmäßigen Zwischenräumen durch den Beobachter), der, einen Elektromagneten (M' bzw. M der

[1]) Wheatstone hatte ihn allerdings schon einige Jahre früher vorgeschlagen. Einen nichtelektrischen Registrierapparat hatte J. G. Repsold bereits 1828 hergestellt.

schematischen Fig. 67) umkreisend, die Eisenstücke magnetisch macht; dieser Augenblicksmagnet zieht einen sehr leicht beweglichen doppelarmigen Hebel (H' bzw. H) an, der mittels feiner Spitzen punktförmige Eindrücke auf dem zwischen Walzen (W) durchlaufenden Papierstreifen (P) hervorbringt. Wird der Strom unterbrochen, so hört der Magnetismus des Elektromagneten auf, und der Hebel wird durch eine Feder (F' bzw. F) vom Magneten und damit vom Papierstreifen zurückgezogen. Bei vielen Registrierapparaten ist der lange, ablaufende Papierstreifen durch einen rotierenden Papierzylinder ersetzt, welcher für die Signale mehrerer Stunden hinreichenden Raum bietet.

Die Vorteile der Registriermethode bestehen darin, daß die Beobachtungen weniger anstrengend und zudem noch etwas genauer sind als bei der Auge- und Ohrmethode, und daß sich mit Leichtigkeit eine viel größere Anzahl von einzelnen Durchgängen beobachten läßt. Vor allem aber sind die Beobachtungen auf dem Registrierstreifen dauernd fixiert; sie können daher zu jeder Zeit abgelesen werden, und die Ablesung kann erforderlichenfalls zur Kontrolle oder zur Aufklärung von Irrtümern auch später nach Bedarf wiederholt werden. Einen Nachteil besitzt die Methode in der durch die Ablesung der Signale von den Streifen vermehrten Arbeit.

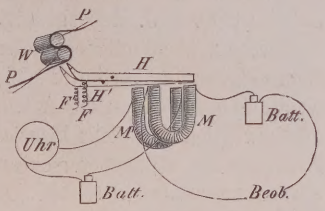


Fig. 67.

Wir haben im vorstehenden nur ganz kurz die wesentlichsten Bestandteile des Meridiankreises und die Hauptoperationen an demselben beschrieben. Die genaue Bestimmung einer Sternposition, wie sie ein erfahrener Beobachter auszuführen vermag, ist eine schwierige und komplizierte Aufgabe. Jedes Werk von Menschenhand ist unvollkommen, und auch das bestgearbeitete astronomische Meßinstrument zeigt Fehler, teils beständige infolge nicht absolut vollkommener Konstruktion, teils veränderliche infolge äußerer Einflüsse, speziell der Temperatur. So ist z. B. beim Meridiankreise weder die optische Achse vollkommen rechtwinklig zur Umdrehungsachse, noch liegt letztere genau horizontal und im richtigen Azimut; und selbst wenn dies einmal der Fall wäre, so würde doch ein solch mathematisch vollkommener Zustand auch nicht einen einzigen Tag andauern. Wird bei den Beobachtungen eine Genauigkeit von wenigen Zehnteln der Bogensekunde verlangt, so wachsen die Schwierigkeiten mit jedem Schritt. Die Wirkungen der Temperaturveränderungen und der Schwere auf Fernrohr, Kreise und Mikroskope, die Bewegungen der Pfeiler und der Fundamente des Instruments, die Einflüsse der Wärme, der Dichtigkeit und Feuchtigkeit der Luft auf die Uhr bringen fortdauernde Änderungen hervor; jede astronomische Beobachtung muß daher erst wegen dieser Instrumentalfehler verbessert werden, ehe man ein brauchbares und genaues Resultat erwarten darf.

Die Auseinandersetzung der Methoden, durch welche dies geschieht, und die Beschreibung der dazu nötigen Hilfsapparate, wie Wasserwage (Niveau, Libelle), Quecksilberhorizont, Kollimatoren, würde hier zu weit führen; es genüge die Bemerkung, daß eine solche Fehlerbestimmung gewöhnlich die umständlichste und lästigste Operation in der praktischen Astronomie ist.

Eine weitere Unsicherheit bringt die sogenannte *persönliche Gleichung* mit sich. Dieselbe besteht darin, daß die Antritte der Sterne an die Fäden im Gesichtsfelde von jedem Beobachter anders aufgefaßt und registriert werden. Diese auf physiologischen Ursachen beruhende Fehlerquelle spielt nicht nur hier, sondern bei allen Messungen, bei denen es auf die äußerste Genauigkeit ankommt, eine große Rolle und hat deshalb vielfache eingehende Untersuchungen hervorgerufen. Sie hängt gewöhnlich von der Helligkeit der beobachteten Sterne ab und ist bei den meisten Beobachtern auch noch mit der Zeit etwas veränderlich.

Bei der Registrierung von Sterndurchgängen kann man den Betrag der persönlichen Gleichung ganz erheblich vermindern durch Benutzung des im Jahre 1889 von J. Repsold angegebenen „unpersönlichen Mikrometers". Es ist dies ein gewöhnliches Fadenmikrometer, dessen Schraubentrommel mit zehn gleichmäßig verteilten elektrischen Kontakten versehen ist. Seine Verwendung geschieht in der Art, daß man den zu beobachtenden Stern mittels des beweglichen Fadens biseziert und die Bisektion durch ununterbrochene Drehung der Mikrometerschraube während der ganzen Dauer des Sterndurchganges aufrecht erhält. Durch die Kontakte wird dann der Zeitmoment jeder Zehntel-Umdrehung selbsttätig auf den Chronographen übertragen.

Endlich ist noch eine Fehlerquelle zu erwähnen, die bei den meisten Beobachtungen und speziell bei allen Höhenmessungen berücksichtigt werden muß; dies ist die *astronomische Strahlenbrechung* oder *Refraktion*. Beim Durchgang durch die Atmosphäre erleidet ein Lichtstrahl nach den Gesetzen der Brechung eine Ablenkung von seiner geradlinigen Richtung. Nur im Zenit, wo der Strahl die Atmosphäre senkrecht trifft, geht er ungebrochen weiter, es findet keine Refraktion statt; andernfalls wird er von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt, und zwar um so mehr, je größer die Zenitdistanz wird. Die Ablenkung ist angenähert der Tangente der Zenitdistanz proportional und beträgt im Horizont mehr als einen halben Grad. Aus dem folgenden Täfelchen geht hervor, wie merklich selbst schon in kleineren Zenitabständen die Refraktion ist.

Zenitdistanz	Refraktion	Zenitdistanz	Refraktion
0^0	$0'\ 0''$	65^0	$2'\ 3''$
20	0 21	70	2 37
30	0 33	75	3 32
40	0 48	80	5 16
50	1 9	85	9 46
60	1 40	90	34 54

Da die Größe der Ablenkung, abgesehen von der Zenitdistanz, auch von der Dichte der durchsetzten Luftschichten abhängt, diese aber mit der Wärme und dem Luftdruck veränderlich ist, so muß bei allen feineren Höhenmessungen auf Thermometer- und Barometerstand Rücksicht genommen werden. Mit steigendem Thermometer und fallendem Barometer wird die Luft dünner und leichter und die Refraktion kleiner als die mittlere; mit fallendem Thermometer und steigendem Barometer wird sie dichter und schwerer und die Refraktion damit größer. Schon die in den mehr oder weniger abgeschlossenen Beobachtungsräumen durch Temperaturunterschiede erzeugten Luftschichten ungleicher Dichte können unter Umständen sehr merkliche Refraktionswirkungen, die sogenannte *Saalrefraktion*, hervorbringen. Man zieht es daher für die feinsten Höhenmessungen, z. B. bei der Bestimmung der Polhöhenschwankungen, vor, das Beobachtungsinstrument ganz im Freien aufzustellen.

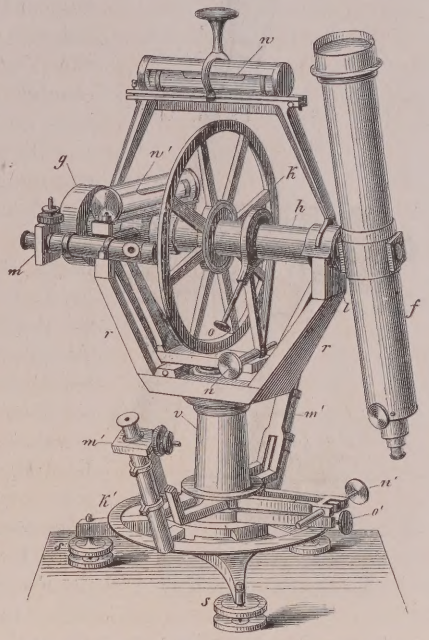


Fig. 68. Universalinstrument von Repsold.

Bei dem *Universalinstrument* (*Altazimut*) werden die Beobachtungen auf das System des Horizonts bezogen; die eine der beiden Hauptachsen steht vertikal und die andere horizontal. Das Fernrohr *f* (Fig. 68) sitzt bei dem hier dargestellten Instrument an dem einen Ende, der feingeteilte Höhenkreis *k* in der Mitte, ein Gegengewicht *g* am anderen Ende der horizontalen Achse *h*, die in den Lagern *l* ruht, welche durch einen Rahmen *r* mit der vertikalen, frei beweglichen Hauptachse *v* fest verbunden sind. Fernrohr und Kreis drehen sich also zunächst, wie beim Meridiankreis, mit der horizontalen Achse in den Lagern, und diese selbst wieder mit der vertikalen Säule, so daß das Fernrohr auf jeden beliebigen Punkt des Himmels eingestellt werden kann.

Das eine Kreislager trägt zwei 180° von einander abstehende Mikroskope *m*, die zur Ablesung des Höhenkreises dienen (in der Figur ist nur das eine sichtbar); ähnliche, an der Vertikalachse befestigte Mikroskope *m'* lassen den festen, horizontalen Azimutalkreis *k'* ablesen. Mit Hilfe der Stellschrauben *s* und des Niveaus (Wasserwage) *w* bringt man die Kreise *k'* und *k* und die

ihnen der Richtung nach entsprechenden Achsen h und v in die richtige horizontale bzw. vertikale Lage. Auch die Mikroskope m können mittels einer in der Figur nicht gezeichneten Vorrichtung genau in die Ebene des Horizonts gebracht und ihre Abweichungen durch das Niveau w' kontrolliert werden. Auf Horizontal- und Vertikalachse wirkende Mikrometerschrauben (n und n') bringen feine Verstellungen des Fernrohres in Höhe und Azimut hervor, nachdem Horizontal- und Vertikalachse mittels der Klemmen o und o' festgestellt sind[1]). Fehlt der Azimutalkreis k', oder ist an seiner Stelle nur ein Einstellungskreis vorhanden, lassen sich also nur Höhen messen, so erhalten wir den *Vertikalkreis*. Wird der Höhenkreis ebenfalls durch einen einfachen Einstellungskreis ersetzt, so entsteht das *Zenitteleskop*.

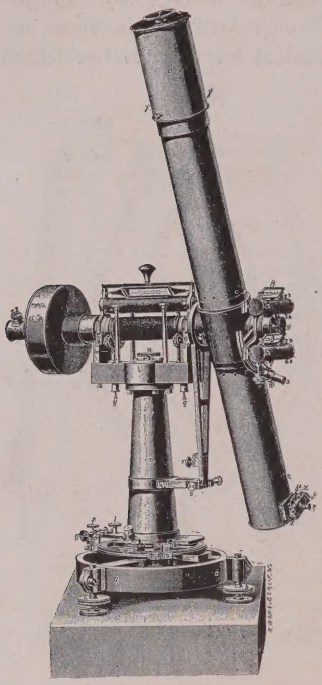


Fig. 69.
Zenitteleskop von Wanschaff.

Dieses Instrument hat in neuerer Zeit eine größere Bedeutung erlangt, da es in Verbindung mit der Horrebow-Talcottschen Methode das geeignetste Hilfsmittel zur genauen Bestimmung der Polhöhe geworden ist. Es dient unter anderem zur Beobachtung der Polhöhenschwankungen, über die in dem Abschnitte „Die Erde“ ausführlicher berichtet werden wird. In Fig. 69 ist ein von Wanschaff gebautes Zenitteleskop abgebildet. Die erwähnte Methode besteht darin, daß das Fernrohr im Meridian auf einen nicht allzuweit vom Zenit, z. B. nach Norden, kulminierenden Stern eingestellt und dann das ganze Instrument bei unveränderter Stellung des Fernrohres um 180° gedreht wird, so daß sich nun ein Stern, der die gleiche Zenitdistanz nach Süden besitzt, in der Mitte des Gesichtsfeldes befindet. Die geringen Unterschiede, die in den beiderseitigen Zenitdistanzen noch bestehen, können mit Hilfe eines Fadenmikrometers mit großer Genauigkeit gemessen werden, und zwei feine Niveaus, die mit dem Fernrohre in feste Verbindung gebracht werden (in der Figur rechts an der Mitte des Fernrohres), sorgen dafür, die unver-

[1]) Um die Figur nicht zu komplizieren, sind Vorrichtungen, um Instrument und Niveau in den Lagern umzukehren, und anderes Unwesentlichere weggelassen worden. Die Universalinstrumente werden ebenfalls häufig mit gebrochenem Fernrohre versehen; auch in anderen Einzelheiten weichen die Instrumente verschiedener Mechaniker von dem in Fig. 68 dargestellten Typus mitunter ab.

änderte Stellung des Fernrohres während der ganzen Operation zu kontrollieren. Um die Drehung des ganzen Instruments um 180° schnell und sicher bewerkstelligen zu können, ist der Horizontalkreis mit zwei justierbaren Anschlägen versehen, welche die gewünschten Lagen des Fernrohres fixieren. Da die Kopfhaltung des Beobachters bei geringen Zenitdistanzen der Sterne sehr unbequem sein würde, so ist das Okular noch mit einem totalreflektierenden Prisma (Höhenprisma) versehen, das die Visierrichtung um 90° ablenkt.

Kleine Universalinstrumente und Vertikalkreise werden häufig und mit Vorteil auf Reisen zu geographischen Ortsbestimmungen benutzt. Für solche Zwecke und besonders für den Gebrauch auf See sind auch die leichten, bequem zu transportierenden und zu handhabenden Spiegelinstrumente, der *Spiegelsextant* und der *Prismenkreis*, sehr geeignet. Der erstere besteht aus einem geteilten Sechstelkreis (Fig. 70), einem kleinen Fernrohr f und zwei Spiegeln s und s', von denen der erste aber nur in der unteren Hälfte belegt ist. Fernrohr und Spiegel s sind auf je einem Radius des Gradbogens befestigt, s' dagegen ist um den Mittelpunkt der Teilung drehbar. Durch den unbelegten Teil von s sieht man direkt einen Stern S und zugleich das zweimal, an s' und dem unteren Teil von s, reflektierte Bild des Sternes S'. Stehen s und s' parallel, so zeigt der Nonius n der mit s' verbundenen Schiene auf 0°, und man sieht das direkte und das reflektierte Bild des Sternes S; dreht man die Schiene und damit s', so werden andere Sterne durch Reflexion an der unteren Hälfte von s zugleich mit dem Sterne S sichtbar, bis bei einer gewissen, am Gradbogen abzulesenden Größe der Drehung das Bild des Sternes S' mit S zusammenfällt. Nach den Gesetzen der Reflexion ist der Winkelabstand zwischen S und S' gleich dem Doppelten des Drehungswinkels von s'; damit aber die Multiplikation mit 2 vermieden wird, gibt der Gradbogen gleich diesen doppelten Winkel an. Man kann also mit dem Sextanten Winkel bis zur Größe von nahezu zweimal 60° messen.

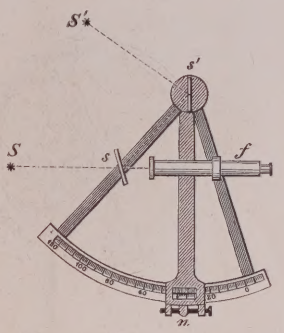


Fig. 70. Spiegelsextant.

Beim *Prismenkreis* oder *Reflexionskreis* (Fig. 71) vertritt ein totalreflektierendes Prisma (p) die Stelle des Spiegels s beim Sextanten; statt eines Teiles des Kreisumfanges ($^1/_6$ beim Sextanten, $^1/_8$ beim Oktanten) benutzt man einen Vollkreis, der mittels der beiden Nonien n und n' eine genauere Ablesung der Teilung gestattet, besonders aber einen Hauptfehler bei allen geteilten Kreisen und Kreisbogen, die Exzentrizität[1]), unschädlich macht.

[1]) Der Exzentrizitätsfehler rührt davon her, daß die Mittelpunkte der Teilung (Teilkreis) und der Drehung (Nonienkreis) nicht zusammenfallen.

Direkt mißt man mit diesen Spiegelinstrumenten Winkelabstände; will man Höhen beobachten, so bedient man sich eines künstlichen kleinen Glas- oder Quecksilberhorizonts und findet durch Reflexion des Sternbildes an diesem die doppelte Höhe. Fig. 72 zeigt schematisch die Art der Beobachtung. Man blickt durch das Fernrohr f nach dem künstlichen Horizont k, in welchem sich der Stern S spiegelt, so daß er in der Richtung S_1 erscheint, und dreht nun die Nonienschiene ($s'n$ Fig. 72, $ns'n'$ Fig. 71) bei vertikaler Haltung des Instruments so lange, bis das direkt gesehene Bild S_1 und das an den Spiegeln (Prismen) reflektierte S' einander decken; die Ablesung gibt dann die doppelte Höhe $2h$.

Zu den Instrumenten, welche die Bestimmung absoluter Örter gestatten, kann auch der Refraktor gehören, wenn nämlich alle seine mechanischen Teile mit besonderer Sorgfalt gearbeitet sind und der Stundenkreis sowohl als der

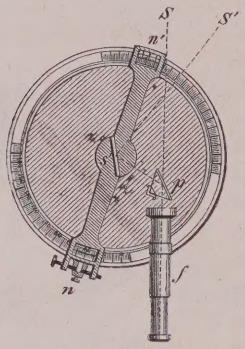


Fig. 71. Prismenkreis.

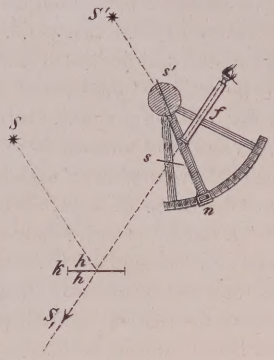


Fig. 72.

Deklinationskreis mit feiner, mikroskopisch ablesbarer Teilung versehen ist. Ein derartig ausgestatteter Refraktor heißt ein *Äquatorial*, und man erhält mit demselben unmittelbar Deklination und Stundenwinkel. Da aber diese Instrumente nicht im entferntesten eine ähnliche Genauigkeit erreichen lassen, wie das Meridianinstrument, so werden Äquatoriale kaum noch gebaut und die wenigen vorhandenen ausschließlich als Refraktoren verwendet.

Um einen Refraktor zum Messen benutzen zu können, muß man ihn mit einem Mikrometer versehen; er dient dann zur Bestimmung relativer Sternörter. Die Mikrometer dienen ausschließlich, wie schon der Name sagt, zur Messung kleiner Winkel, zu Differentialbestimmungen; sie besitzen sehr verschiedene Konstruktionen, und ihre wichtigsten Formen sollen hier besprochen werden.

Das einfachste der Konstruktion nach ist das *Kreismikrometer* oder *Ringmikrometer*. Es besteht aus einem einfachen, in der Fokalebene des Objektivs angebrachten Stahlring, an welchem bei unbewegtem Fernrohre

die Antritts- und Austrittszeiten zweier Objekte — eines bekannten und eines unbekannten Sternes — beobachtet werden. Aus diesen Zeiten erhält man bei bekanntem Ringdurchmesser durch Rechnung die Rektaszensions- und Deklinationsdifferenz der beiden Gestirne; letztere darf begreiflicherweise nicht größer sein als der Ringdurchmesser. Der Ring ist stets, auch bei dunkelstem Himmel, deutlich sichtbar, braucht also nicht, wie die zarten Fäden im Fadenmikrometer, künstlich beleuchtet zu werden. Das Fernrohr selbst bedarf keiner parallaktischen Aufstellung und muß nur während der Zeit des Durchgangs der Gestirne unverrückt stehen. Das Ringmikrometer wird deshalb vorwiegend bei kleineren Refraktoren oder zur Beobachtung lichtschwacher Objekte (Nebel, Kometen) angewandt.

Das *Fadenmikrometer* hat dem Kreismikrometer gegenüber den Nachteil, daß es einer künstlichen Beleuchtung bedarf, um die Fäden sichtbar zu machen, und daß es bei der Verwendung an einem Refraktor eine parallaktische Aufstellung desselben erfordert. Diesen Nachteilen stehen aber so entschiedene Vorzüge hinsichtlich der Genauigkeit und bei der Ausführung und der Reduktion der Beobachtungen gegenüber, daß das Fadenmikrometer heute das gebräuchlichste und bei den verschiedensten Instrumenten angewandte Mikrometer ist.[1] In der Fokalebene des betreffenden Objektivs sind hier rechtwinklig gegeneinander Spinnenfäden (Fig. 73) aufgespannt, von denen einer (*b*) mit dem Rahmen, auf dem er befestigt ist, durch eine feine Schraube (*S*) fortbewegt werden kann; die Größe der Bewegung in Schraubenteilen liest man an der Skala *s* und dem geteilten Schraubenkopf *K* ab. Die Schraubenumdrehungen werden leicht in Winkel verwandelt, wenn man weiß, wieviel eine Umdrehung in Bogenmaß beträgt.

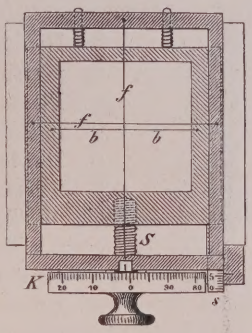


Fig. 73.
Einrichtung des Fadenmikrometers (schematisch).

Bei Refraktoren ist das Fadenmikrometer gewöhnlich drehbar und mit einem *Positionskreise* verbunden, so daß man nicht nur die Entfernung, sondern auch die Richtung zweier im Gesichtsfelde befindlicher Objekte bestimmen kann. Stellt man bei einem parallaktisch montierten Fernrohre den beweglichen Faden parallel zur Richtung der täglichen Bewegung, so entspricht der dazu senkrechte feste Faden einem Deklinationskreise; man erhält dann durch die Beobachtung der Antrittszeiten zweier Sterne an dem festen Faden die Rektaszensionsdifferenz und durch Messung mit der Schraube mittels des beweglichen Fadens die Deklinationsdifferenz beider Objekte. Durch Drehung des Positionskreises kann man aber auch den festen Faden in die Richtung der beiden Sterne bringen und dann durch den beweglichen Faden deren Abstand oder *Distanz* finden. So verfährt man z. B. bei Doppel-

sternmessungen. Der Winkel, um den hierbei der Positionskreis von der Nord-Süd-Richtung aus gedreht werden muß, heißt der *Positionswinkel* der betreffenden Richtung. Er wird meistens von Norden aus (0°) durch Osten (90°), Süden (180°) und Westen (270°) gezählt. Die Methode der Positionswinkel und Distanzen gibt, wenigstens wenn das Fernrohr durch ein Uhrwerk getrieben wird, die genauesten Resultate in raschester und einfachster Weise; sie kann aber nur bei verhältnismäßig geringen, den Durchmesser des Gesichtsfeldes nicht übersteigenden Distanzen angewandt werden. Die Bestimmungen von Rektaszensionsdifferenzen, bei denen das Fernrohr stillsteht und die Sterne durch die tägliche Bewegung an dem Faden vorübergeführt werden, unterliegen dieser Beschränkung nicht, sind aber etwas weniger genau.

Das Fadenmikrometer findet sich außer an Refraktoren auch an Meridian- und Universalinstrumenten, besonders aber auch an den Mikroskopen, die zur Ablesung der feingeteilten Kreise dienen; hier hat es, als Mikroskopmikrometer, den früher gebräuchlichen Nonius fast gänzlich verdrängt. Bei den Ablesemikroskopen vertritt eine in der Fokalebene seitlich angebrachte gezahnte Platte (Fig. 74) die Skala s; der Abstand zweier Zähne ist in der Regel gleich einer Umdrehung des Schraubenkopfes. Das feste Fadensystem fällt hier weg, und statt des beweglichen einfachen Fadens benutzt man zur Einstellung auf die Teilstriche des Kreises meist einen Doppelfaden.

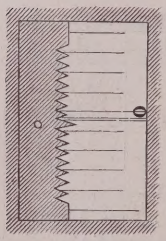


Fig. 74. Teilung, beweglicher Faden und Skala im Gesichtsfelde eines Ablesemikroskops. (Schematisch.)

Die bisher besprochenen Mikrometer, denen wir noch das Rautenmikrometer und das Lamellenmikrometer hinzufügen könnten, sind sämtlich Okularmikrometer, also in der Bildebene des Objektivs angebracht. Auch das Wellmannsche und das Airysche *Doppelbildmikrometer* gehören noch zu ihnen. Das Prinzip aber, welches letzterem zugrunde liegt, das der Verdoppelung des Bildes durch Durchschneidung einer Linse, ist zur vollkommensten Anwendung und Ausbildung im Objektiv-Doppelbildmikrometer oder *Heliometer* gelangt. Die ursprüngliche Idee Olaf Römers, durch zwei nebeneinander befindliche und gegeneinander bewegliche Objektive doppelte Bilder zu erzeugen, modifizierte J. Dollond, indem er 1753 statt der zwei Objektive ein einziges, aber durchschnittenes verwandte. Erst der Kunst Fraunhofers gelang es aber, mit der Konstruktion neuer Heliometer, namentlich des großen Königsberger Instruments (1826), einen Mikrometerapparat zu liefern, der nicht nur die älteren Dollondschen Instrumente weitaus übertraf, sondern selbst mit dem Fadenmikrometer an Genauigkeit wetteiferte und dieses in der Anwendbarkeit in mancher Hinsicht überbot. Während nämlich das Fadenmikrometer Distanzen von mehr als 12′ bis 15′ kaum zu messen gestattet, kann man mit dem Heliometer bequem bis zu 1° und darüber gehen. Das Prinzip der Beobachtung ist das folgende: Man stellt zuerst die Schnittlinie

des Objektivs in den Positionswinkel der beiden Gestirne S und S', deren Distanz und Richtung gemessen werden soll, und schraubt nun die beiden Objektivhälften (Fig. 75), die bei beliebiger Stellung die Bilder S_1 und S_1' (Hälfte I) und S_2 und S_2' (Hälfte II) liefern, so weit auseinander, bis S_2 mit S_1' (oder bei umgekehrter Schraubrichtung S_2' mit S_1) zusammenfällt. Der an einer Skala abzulesende Unterschied der beiden Stellungen (Deckung der Bilder S_1 und S_2, bzw. S_1' und S_2', und Deckung von S_2 und S_1' oder S_1 und S_2') gibt die Entfernung der beiden Gestirne S und S' in Skalenteilen, die ebenso wie beim Fadenmikrometer in Bogenmaß verwandelt wird. Ferner findet sich die Richtung der Gestirne (der Positionswinkel) aus der Ablesung des Positionskreises. So einfach danach die Bestimmung der Distanz zweier selbst 1^0 und mehr entfernter Gestirne durch das Heliometer zu sein scheint, so verwickelt wird diese Aufgabe in der Praxis. Es bietet dieses feinste Meßinstrument daher dem Astronomen wie dem Mechaniker zwar besonders lockende Probleme, aber die Schwierigkeit ihrer Lösung hat auch abschreckend gewirkt: die Fortschritte in der Konstruktion des Heliometers seit Fraunhofers Zeit gingen nur von den Repsolds aus, und der Mühseligkeit der Untersuchung und Umständlichkeit der Berechnung haben sich anfänglich nur deutsche Astronomen unterzogen. Die Fig. 76 zeigt ein Repsoldsches Heliometer, welches 1894 für die v. Kuffnersche Sternwarte in Wien angefertigt wurde. Das Objektiv dieses größten und vollkommensten der zurzeit existierenden Heliometer hat 21½ cm Öffnung und 3 m Brennweite. Die Bewegungen der Objektivhälften des Heliometers, die Drehungen des Fernrohrs im Positionswinkel, die erforderlichen Ablesungen an Skalen und Kreisen sowie die Klemmung und Feinbewegung des Instruments lassen sich vom Okularende aus bewerkstelligen. Das auf der Abbildung rechts von der Instrumentensäule auf dem Fußboden befindliche Uhrwerk besorgt die stetige Bewegung des Instruments in Rektaszension. Der Beobachtungsstuhl läßt sich auf kreisförmigen Eisenschienen um die Säule des Fernrohres herumbewegen, der Beobachter kann sich, auf demselben sitzend, je nach der Stellung des Okulars heben oder senken.

Fig. 75.

Schon oben erwähnten wir die Uhren als unentbehrliche Hilfsinstrumente bei astronomischen Beobachtungen, sowie daß man zwei Hauptarten, die Pendeluhren und die Chronometer, unterscheidet. Die feststehende *Pendeluhr*[1]) in Verbindung mit einem im Meridian aufgestellten Passageninstrument

[1]) Die Pendeluhr wurde 1641 von Galilei erdacht und acht Jahre später von seinem Sohne Vincenzo soweit ausgeführt, daß ihre praktische Brauchbarkeit ersichtlich war. Aber es ist erst Huygens, der 1656 diese Erfindung ganz unabhängig von neuem machte, zu danken, daß Pendeluhren wirklich gebaut und in Gebrauch genommen wurden.

ist der Hauptzeitmesser auf einer Sternwarte. Ihr wichtigster Teil ist das Pendel, dessen Schwingungsdauer als praktische Maßeinheit der Zeit dient. Das Räderwerk hat die Aufgabe, das Pendel dauernd im Gange zu erhalten und die Pendelschwingungen mittels Zifferblatt und Zeiger zu zählen. Ein Gewicht strebt, das Räderwerk in Drehung zu versetzen; ein mit dem Pendel verbundener Anker greift aber abwechselnd mit seinen beiden Klauen zwischen die Zähne des Steigrades und hemmt dadurch die Drehung. Bei jeder Schwingung läßt, bald nachdem das Pendel durch die senkrechte Lage hindurchgegangen ist, die eine Klaue einen Zahn des Steigrades frei, so daß es sich drehen kann; dabei gleitet dieser Zahn an einer schrägen Fläche der Ankerklaue hin und erteilt durch seinen Druck dem Pendel den nötigen Antrieb, um die durch Reibung und Luftwiderstand verursachten Energieverluste zu ersetzen. Gleich darauf fängt die andere Ankerklaue einen anderen Steigradzahn ab und hemmt die weitere Drehung so lange, bis das Pendel auf seinem Rückwege wieder dasselbe Spiel auslöst.

Da bei steigender Temperatur die Ausdehnung der Pendelstange eine Verlängerung der Schwingungsdauer bewirkt, so würde eine Uhr mit stählerner Pendelstange, wenn sie etwa bei + 15° C richtig geht, bei + 25° C täglich 5 Sekunden nachbleiben, bei + 5° ebensoviel voreilen. Diesem Übelstande steuerte G. Graham, von dem auch die noch heute gebräuchliche „ruhende Ankerhemmung", auch „Graham-Gang" genannt, herrührt, 1715 durch Erfindung des Kompensationspendels; er befestigte an der stählernen Pendelstange statt der gebräuchlichen Linse einen mit Quecksilber gefüllten Glaszylinder. Wenn bei steigender Temperatur die Stange sich ausdehnt, steigt infolge des viel größeren Ausdehnungsvermögens des Quecksilbers dessen Schwerpunkt im Gefäß bei passenden Maßverhältnissen so hoch, daß die Schwingungsdauer unverändert bleibt. Weniger vollkommen war die Kompensationswirkung der Rostpendel, deren Linse an einem rostförmigen System von Stäben aus Stahl und Zink (oder Messing) hängt, die so miteinander verbunden sind, daß die stärkere Ausdehnung des Zinks den Schwingungspunkt (einen unter dem Schwerpunkt liegenden Punkt, dessen Entfernung vom Aufhängepunkt die Schwingungsdauer bestimmt) ebensoviel hebt, wie er durch die Ausdehnung des Stahls sinkt. Auf demselben Prinzip beruht das 1899 von Riefler eingeführte Nickelstahlpendel; auf eine Schraubenmutter am unteren Ende einer Stange aus 36 prozentigem Nickelstahl, der einen 11 mal kleineren Ausdehnungskoeffizienten als Stahl hat, stützt sich ein kurzes Messingrohr, das seinerseits die darüber geschobene Linse in ihrem Mittelpunkt unterstützt. Die 18 mal stärkere Ausdehnung des Messings bewirkt, daß das kurze Rohr die Längenänderung der Stange kompensiert.

Auch die Dichte der Luft beeinflußt die Pendelschwingungen; steigt das Barometer um 7 mm, so geht die Uhr täglich 0.1 Sek. langsamer. Diesen Einfluß schaltet man dadurch aus, daß man die ganze Uhr in ein luftdicht

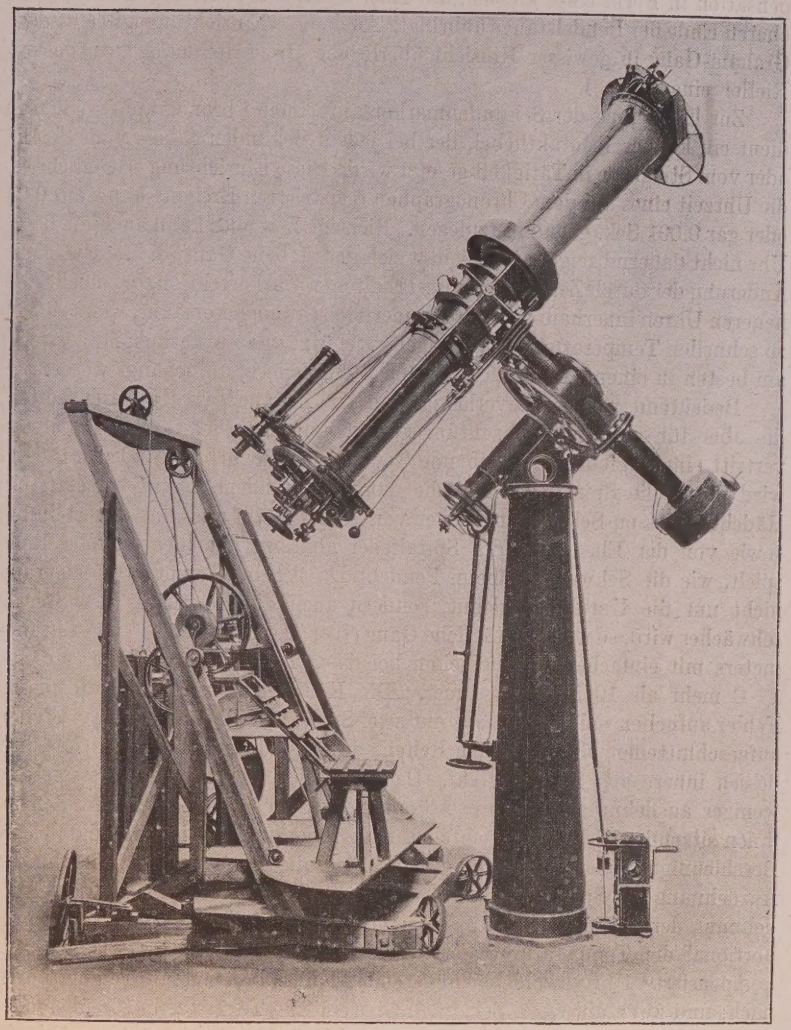


Fig. 76. Repsoldsches Heliometer.

verschlossenes Glas- oder Metallgehäuse einschließt, oder daß man eine Kompensation in Form eines kleinen, auf Aneroidkapseln ruhenden Gewichts am oberen Ende der Pendelstange anbringt. Auch diese Einrichtung und eine dem Graham-Gang in gewisser Hinsicht überlegene „freie Hemmung" wurde von Riefler eingeführt.

Zur Erzeugung der Sekundenmarken auf einem Chronographen (S. 152) dient ein kleiner Kontakthebel, der bei jedem Sekundenschlage vom Pendel oder vom Steigrade in Tätigkeit gesetzt wird. Diese Einrichtung ermöglicht es, die Uhrzeit eines auf dem Chronographen registrierten Ereignisses bis auf 0.01 oder gar 0.001 Sek. genau festzulegen. Richtige Zeit aber kann auch die beste Uhr nicht dauernd zeigen; jedoch hält sich der tägliche Gang, d. h. die tägliche Änderung der durch Zeitbestimmung erhaltenen Uhrkorrektion, bei den besten neueren Uhren innerhalb weniger Hundertstelsekunden konstant, wenn sie vor zu schnellen Temperaturschwankungen geschützt und an starkem Mauerwerk, am besten in einem Keller an isolierten Steinpfeilern, aufgehängt werden.

Bedeutend weniger zuverlässig sind die Zeitangaben tragbarer Uhren, die aber für manche Beobachtungszwecke unentbehrlich sind. Bei ihnen vertritt eine Zugfeder das treibende Gewicht der Pendeluhr, und das Pendel wird durch die Spiralfeder und die damit verbundene *Unruhe* ersetzt, ein Rädchen, dessen Schwingungsdauer von seiner Form und Massenverteilung, sowie von der Elastizität der Spiralfeder abhängt, die hier dieselbe Rolle spielt, wie die Schwerkraft beim Pendel. Da sich bei Temperatursteigerung nicht nur die Unruhe ausdehnt, sondern auch die Elastizität der Spirale schwächer wird, so wird der tägliche Gang einer Taschenuhr oder eines Chronometers mit einfacher Unruhe schon bei einer Temperaturerhöhung um nur 1° C mehr als 10 Sek. langsamer. Die Kompensationsunruhe, die diesen Fehler aufheben soll, besteht aus nur zwei Speichen und einem an zwei Stellen aufgeschnittenen bimetallischen Reifen, dessen äußere Schicht aus Messing, dessen innere aus Stahl besteht. Da Stahl sich bei Temperatursteigerung weniger ausdehnt als Messing, krümmen sich die Reifenbögen mit den an ihnen sitzenden Reguliergewichtchen nach innen und bewirken dadurch eine Beschleunigung des Ganges, die der Verzögerung entgegenwirkt, die von der Ausdehnung der Speichen und von der elastischen Schwächung und der Ausdehnung der Spirale herrührt. Da sich die Elastizität aber nicht genau proportional der Temperatur ändert, bleibt eine für eine gewisse Temperatur kompensierte Uhr sowohl bei höheren, als auch bei tieferen Temperaturen nach, und zwar um ca. 1 Sek. täglich, wenn die Temperatur 10° über oder unter der Kompensationstemperatur liegt, bei 20° Temperaturabweichung 4 Sek., bei 30° 9 Sek. usw. Der Entdecker der merkwürdigen Eigenschaften der Legierungen von Eisen und Nickel, Guillaume, fand in dem 45prozentigen Nickelstahl einen Stoff, dessen Ausdehnung ebenfalls nicht proportional der Temperatur verläuft, und der, an Stelle des gewöhnlichen Stahls in Kom-

pensationsunruhen verwendet, auch jenes quadratische Temperaturglied der gewöhnlichen Kompensationsunruhe praktisch beseitigt.

Die Ankerhemmung der besseren Taschenuhren ist ähnlich der Graham-Hemmung der Pendeluhren; viel ungünstiger wirkt die Zylinderhemmung, mit der man daher auch keine Kompensationsunruhen verbindet. Die kompliziertere Chronometerhemmung ist nur bei größeren Ausmaßen der Schiffschronometer der Ankerhemmung überlegen, wird dagegen in Taschenuhren von dieser übertroffen. Damit eine Uhr beim Liegen ebenso geht wie beim Hängen, ist eine äußerst mühsame Regulierung erforderlich; unvermeidlich sind Abweichungen des Ganges um einige Sekunden täglich in anderen vertikalen Lagen, namentlich wenn bei einer Taschenuhr der Bügel nach unten gerichtet ist. Bei den besten Taschenuhren ist der tägliche Gang in den Hauptlagen innerhalb weniger Zehntelsekunden konstant und wird auch von Chronometern kaum übertroffen.

Hat es sich im vorstehenden um die wichtigsten astronomischen Meßwerkzeuge gehandelt, so dürfen auch noch einige Worte über die Orte, an denen sie sich aufgestellt finden, über die Sternwarten, nicht fehlen. Die erste Bedingung zum Gelingen astronomischer Beobachtungen ist die ruhige, geschützte Lage einer Sternwarte; dann erst läßt sich die feste Aufstellung aller Hauptinstrumente vollständig verwerten. Ein vollkommen freier Horizont ist weniger wichtig, da wegen der Unregelmäßigkeiten der Refraktion feinere Messungen in Höhen von weniger als 5° kaum mehr gelingen; man vermeidet daher schon seit Anfang des vorigen Jahrhunderts hohe Türme, stellt vielmehr die Hauptinstrumente, vor allem den Meridiankreis, ziemlich tief. Nicht unwesentlich ferner ist die Dunkelheit; von allen künstlichen Lichtquellen (z. B. Straßenlaternen) muß eine Sternwarte möglichst entfernt liegen. Diesen Bedingungen kann in großen Städten nicht mehr genügt werden, und man errichtet daher bedeutende Institute (Pulkowa, Potsdam, Lick-Observatorium u. a. m.) meistens weit außerhalb einer Stadt.

Als Beobachtungsräume bzw. Instrumente gehören zu einer Sternwarte mindestens eine drehbare Kuppel für ein parallaktisch aufgestelltes Instrument und ein Raum mit Durchschnitt von Norden nach Süden für den Meridiankreis. Außer der Hauptuhr, die in einem Raume von möglichst unveränderlicher Temperatur aufzustellen ist, müssen Chronometer vorhanden sein; erwünscht sind Pendeluhren im Meridianzimmer und beim Refraktor. Zum Meridiankreis ist zweckmäßig ein Registrierapparat (Chronograph) zu gesellen. Überdies sind erforderlich: kleinere Instrumente für gelegentliche Beobachtungen, insbesondere ein Kometensucher, sowie Thermometer und Barometer zur genauen Bestimmung der Refraktion. Soll die Sternwarte astrophysikalischen Untersuchungen dienen, so gehören Spektralapparate, photometrische und photographische Instrumente, sowie Laboratorien, in denen photographische und physikalische Untersuchungen ausgeführt werden können, zur

notwendigen Ausrüstung. Für die Drehtürme hat man früher vielfach eine Kombination eines Zylinders mit einem flachen Kegel in Anwendung gebracht (Trommeldach), doch wird in neuerer Zeit die etwas kostspieligere, aber Vorteile bietende Halbkugelform (Kuppel) fast ausschließlich benutzt. Die Wohnungen der Beobachter verband man früher meistens unmittelbar mit der Sternwarte, damit sie jederzeit schnell zu den Beobachtungsräumen gelangen konnten. Man verlegte dabei die Wohnräume gewöhnlich nach Norden von der Kuppel für das große Fernrohr, sich dadurch den für die Beobachtungen wichtigsten, südlichen Teil des Himmels freihaltend. Mehr und mehr ist man aber davon abgekommen, die Wohnhäuser mit der eigentlichen Sternwarte zu verbinden, wegen des nicht ausbleibenden störenden Einflusses, den bewohnte Gebäude besonders infolge ihrer Wärmeausstrahlung auf die Beobachtungen ausüben. Ja man führt neuerdings die Isolierung der Beobachtungsstätten noch weiter durch, indem man auch die einzelnen Beobachtungsräume möglichst voneinander trennt und, wenn es sich irgend ermöglichen läßt, jedes einzelne Instrument in einem besonderen Gebäude unterbringt. In den Figuren 77 und 78 sind zwei große deutsche Institute zur Anschauung gebracht worden: das Astrophysikalische Observatorium bei Potsdam und die Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

Mitten im Walde, auf der Höhe des flachen, ausgedehnten Telegraphenberges südlich von der Stadt Potsdam gelegen, umschließt das Gebiet des Astrophysikalischen Observatoriums einen weiten Raum von 18 ha. Nahe in der Mitte, auf dem vom Walde freien höchsten Punkte (65 m über dem Havelspiegel), befindet sich das Hauptgebäude des Observatoriums, ein dreiflügeliger, in verschiedenfarbig verkleidetem Backstein ausgeführter Bau (Fig. 77). Die darin aufgestellten astronomischen Beobachtungsinstrumente sind: ein Refraktor von 29.8 cm Öffnung und 5.4 m Brennweite mit Schröderschem Objektiv und Repsoldscher Montierung in der Mittelkuppel; ein Refraktor mit einem Steinheilschen Objektiv von 30 cm Öffnung und 3.6 m Brennweite in der westlichen und ein kleineres Doppelfernrohr von 15 bzw. 13.5 cm Öffnung in der östlichen Kuppel. In einem an der Südfront befindlichen Anbau ist ein Photoheliograph mit Steinheilschem Objektiv von 16 cm Öffnung und 4 m Brennweite und Repsoldscher Montierung aufgestellt, mit welchem Sonnenaufnahmen hergestellt werden können. Auf einem kleinen Hügel etwa 40 m westlich vom Hauptgebäude befindet sich in einer Kuppel von 6 m Durchmesser, an die eine Dunkelkammer angebaut ist, ein photographischer Refraktor von 32.5 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite mit einem Leitfernrohr von 23 cm Öffnung und ebenfalls 3.4 m Brennweite, der in erster Linie zur Herstellung der Aufnahmen für die Himmelskarte des auf S. 130 erwähnten internationalen Unternehmens bestimmt ist, jedoch nebenbei auch für spektrographische Arbeiten benutzt wird. Eine Abbildung dieses Instruments mit eigenartiger Montierung findet sich im Abschnitte „Photographie“.

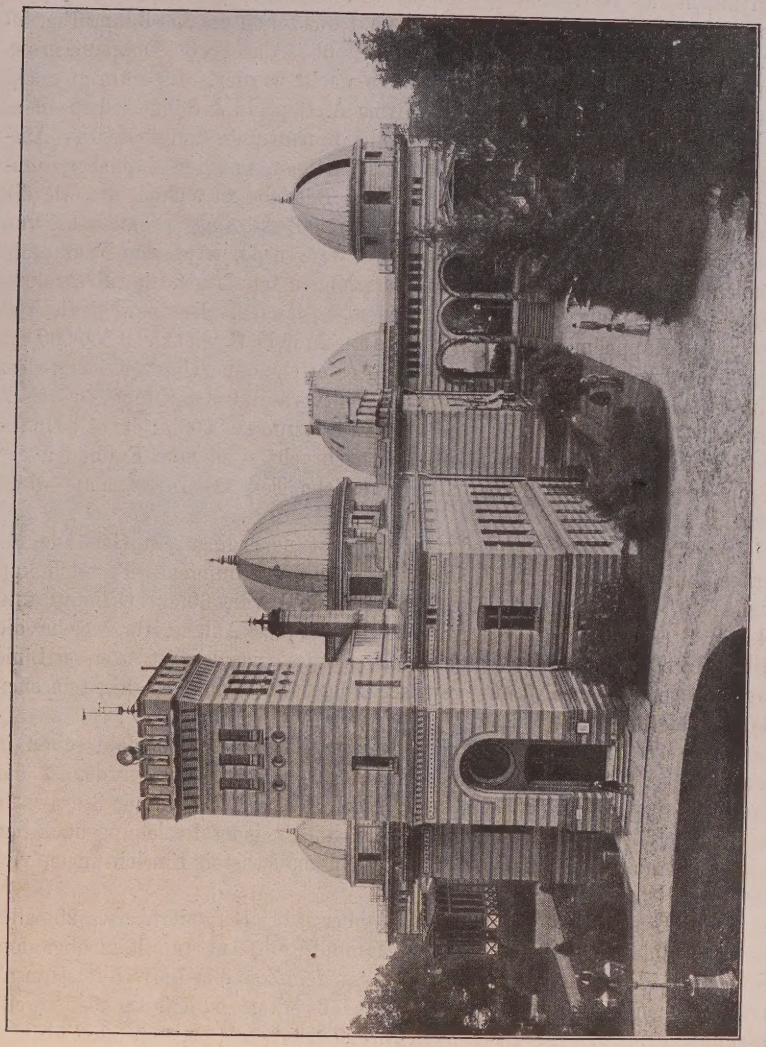


Fig. 77. Astrophysikalisches Observatorium zu Potsdam.

Südlich vom Hauptgebäude, in einer Entfernung von 90 m von seiner Mittelkuppel, ist auf einer größeren Bodenerhebung die Kuppel für das größte Instrument des Instituts errichtet worden. Einen Einblick in die Kuppel von 21 m lichter Weite und 18 m Höhe hat uns schon die Abbildung Fig. 59 gewährt; auch sind dort bereits Angaben über das große Doppelfernrohr von 80 cm und 50 cm Objektivöffnung gemacht worden. Es erübrigt noch, auf die elegante Bauart, welche die Firma A. Repsold & Söhne selbst einem so großen Instrumente zu geben verstand, hinzuweisen und weiter die Aufmerksamkeit des Beschauers auf den eigenartigen, mit der Kuppel verbundenen Beobachtungsstuhl mit elektrischem Betriebe zu lenken, der wie die Hauptteile der Kuppel, besonders auch deren Bewegungsmechanismus, von der Firma C. Hoppe in Berlin ausgeführt worden ist. Auf dem Fahrstuhle können mehrere Personen bei den verschiedensten Lagen des Fernrohres leicht zu den Okularteilen des Instruments gelangen. Der bewegliche Teil der großen Kuppel mit Fahrstuhl hat das ansehnliche Gewicht von 200 000 kg. Die Kuppel wird elektrisch bewegt, und es erfolgt eine Umdrehung in fünf Minuten. Ebenso wird der 3.8 m breite Spaltverschluß der Kuppel elektrisch bewegt. Das Gewicht des Instruments beträgt rund 20 000 kg; der mit Handrädern, die an der Instrumentensäule angebracht sind, vom Fußboden der Kuppel aus leicht zu dirigierende bewegliche Teil des Instruments wiegt 7000 kg.

Südwestlich von der großen Kuppel ist neuerdings ein Gebäude für ein mit einem spektroskopischen Laboratorium verbundenes Turmteleskop (vgl. Kap. 4, Abschnitt 4 „Die Photographie“) von 60 cm Öffnung und 14.5 m Brennweite errichtet worden. Die ganze Anlage, für welche die Mittel durch private Spenden zusammengebracht wurden, ist in erster Linie zur experimentellen Prüfung gewisser Folgerungen aus der Einsteinschen Relativitätstheorie bestimmt.

Während das Astrophysikalische Observatorium zu Potsdam schon in den siebziger Jahren des vorigen Jahrhunderts gegründet wurde, ist das zweite Institut, das hier Erwähnung finden soll, die Hamburger Sternwarte in Bergedorf, erst 1913 vollendet worden und in jeder Beziehung nach den neuesten Erfahrungen erbaut und mit den modernsten Einrichtungen versehen.

Die Sternwarte liegt auf dem Gojenberge bei Bergedorf, etwa 20 Kilometer in südöstlicher Richtung von Hamburg entfernt und 40 m über dem Niveau der Elbe. Fig. 78, die nach einer von dem Zeppelin-Luftschiff „Hansa“ aus gewonnenen Aufnahme hergestellt ist, läßt erkennen, daß das oben bereits erwähnte Prinzip, jedes Instrument in einem besonderen, von allen übrigen Baulichkeiten getrennten Gebäude unterzubringen, bei der Anlage dieser Sternwarte in voller Strenge durchgeführt ist. Im Vordergrunde sieht man das Hauptdienstgebäude, welches die Arbeitszimmer, die Bibliothek und die

Laboratorien enthält, sowie drei Wohnhäuser für den Direktor und die Beamten des Instituts. Außerdem befinden sich über das ganze Gelände verteilt vier Gebäude mit Drehkuppeln, zwei Meridianhäuser und ein Bau für transportable Instrumente. In den vier Kuppeln sind die folgenden Instrumente untergebracht: ein Refraktor von Repsold mit einem Steinheilschen Objektiv von 60 cm Öffnung und 9 m Brennweite, ein Spiegelteleskop von Zeiß mit einer Öffnung von 1 m und einer Brennweite von 3 m, ein älteres Repsoldsches Äquatorial mit einem Merzschen Objektiv, das eine Öffnung von 26 cm und eine Brennweite von 2.9 m besitzt, und endlich der Lippert-Astrograph. Dieses Instrument, ein Geschenk des Herrn Eduard Lippert, ist auf einer gebogenen Säule aufgestellt und trägt auf seiner Deklinationsachse nicht weniger als fünf verschiedene Fernrohre. Auf der einen Seite befinden sich ein photographisches Fernrohr von 34 cm und ein Leitfernrohr von 23 cm Öffnung, beide mit einer Brennweite von 3.4 m; auf der anderen

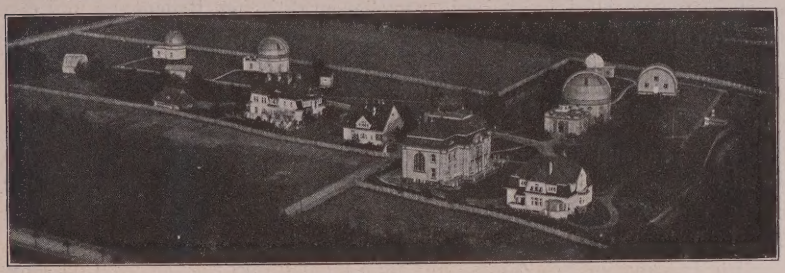


Fig. 78. Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

Seite sind zwei gleiche photographische Fernrohre mit Objektiven von 30 cm Öffnung und 1.5 m Brennweite angebracht und dazu ein Leitrohr, dessen Objektiv eine Öffnung von 20 cm und eine Brennweite von 2.7 m besitzt. Fig. 79 gibt eine Abbildung dieses vielseitigen Instruments.

In den Meridianhäusern befinden sich ein großer Meridiankreis von Repsold mit einem Steinheilschen Objektiv von 19 cm Öffnung und 2.3 m Brennweite und ein älteres Repsoldsches Passageninstrument, das ein Fraunhofersches Objektiv von 11 cm Öffnung und 1.6 m Brennweite besitzt.

Andere große deutsche Sternwarten sind die Berliner Universitäts-Sternwarte in Babelsberg und die Badische Landessternwarte in Heidelberg. In Deutsch-Österreich ist die Universitäts-Sternwarte in Wien zu erwähnen.

Am Schlusse dieses Abschnitts möge noch für diejenigen Leser, die sich speziell für astronomische Instrumente, Kuppelbau und sonstige Sternwarteneinrichtungen mehr technischer Art interessieren, darauf hingewiesen werden, daß alle Angaben hierüber in „Ambronn, Handbuch der astronomischen Instrumentenkunde“ (Berlin, Springer, 1899) zu finden sind. Die Geschichte

der astronomischen Instrumente bis etwa 1900 hat J. A. Repsold in seinem zweibändigen, reich illustrierten Werke „Zur Geschichte der astronomischen Meßwerkzeuge“ (Bd. I, Leipzig, W. Engelmann, 1908; Bd. II, Leipzig, E. Reinicke, 1914) ausführlich behandelt.

4. Geographische Ortsbestimmungen.

Die geographische Lage eines Ortes auf der Erdoberfläche, seine Länge und Breite, läßt sich im allgemeinen ohne Zuhilfenahme astronomischer Beobachtungen nicht bestimmen; wenn der Seefahrer oder der Reisende genau wissen will, wo er sich befindet, muß er den Himmel zu Rate ziehen, und ebenso beruhen die zahlreichen in Karten und Verzeichnissen niedergelegten Daten schließlich immer auf astronomischen Messungen. Das Problem der geographischen Ortsbestimmung ist demnach ein wesentlich astronomisches, und es soll daher bei seiner großen praktischen Bedeutung und den einfachen Beziehungen zu rein astronomischen Ortsbestimmungen hier in aller Kürze dargestellt werden.

Es ist bereits früher auseinandergesetzt worden, daß die geographische Länge und Breite den im System des Äquators gebräuchlichen Koordinaten, Rektaszension und Deklination, entsprechen. Die Länge wird dabei von einem ersten, an sich willkürlichen Meridian ab gezählt. Die geographische Breite eines Ortes ist gleich der Deklination seines Zenits und auch gleich der Höhe des Pols über dem Horizont.

Die Deklination des Zenits kann man nicht direkt messen, weil dasselbe als ein gedachter Punkt selten mit einem Sterne zusammenfallen wird. Kennt man aber die Deklination eines Sternes und mißt seine Zenitdistanz im Meridian, so folgt hieraus sofort die Deklination des Zenits, also die Polhöhe, durch Addition der Zenitdistanz zur Deklination, wenn der Stern südlich vom Zenit steht, oder durch Subtraktion beider Größen, wenn der Stern nördlich steht. Ist die Zenitdistanz bzw. Höhe des Sternes nicht im Meridian gemessen worden, so erhält man die Polhöhe durch Rechnung aus dem sphärischen Dreieck zwischen Pol, Zenit und Stern. Hat man keinen Stern von bekannter Deklination zur Verfügung, so mißt man die Höhe irgendeines dem Pole nahen Sternes bei seiner oberen und unteren Kulmination; das Mittel aus beiden Höhen ist dann die Polhöhe des Ortes. Am schnellsten und sichersten läßt sich aber die Polhöhe nach der Seite 156 bereits erwähnten Horrebow-Talcottschen Methode mit Hilfe des Zenitteleskops bestimmen. Man muß dabei zwei Sterne von bekannter Deklination zur Verfügung haben, die in nahe gleicher Zenitdistanz kulminieren, aber der eine nördlich, der andere südlich vom Zenit. Die Polhöhe ist dann gleich dem Mittel der beiden Deklinationen, verbessert um den mit dem Fadenmikrometer gemessenen geringen Unterschied der Meridianzenitdistanzen.

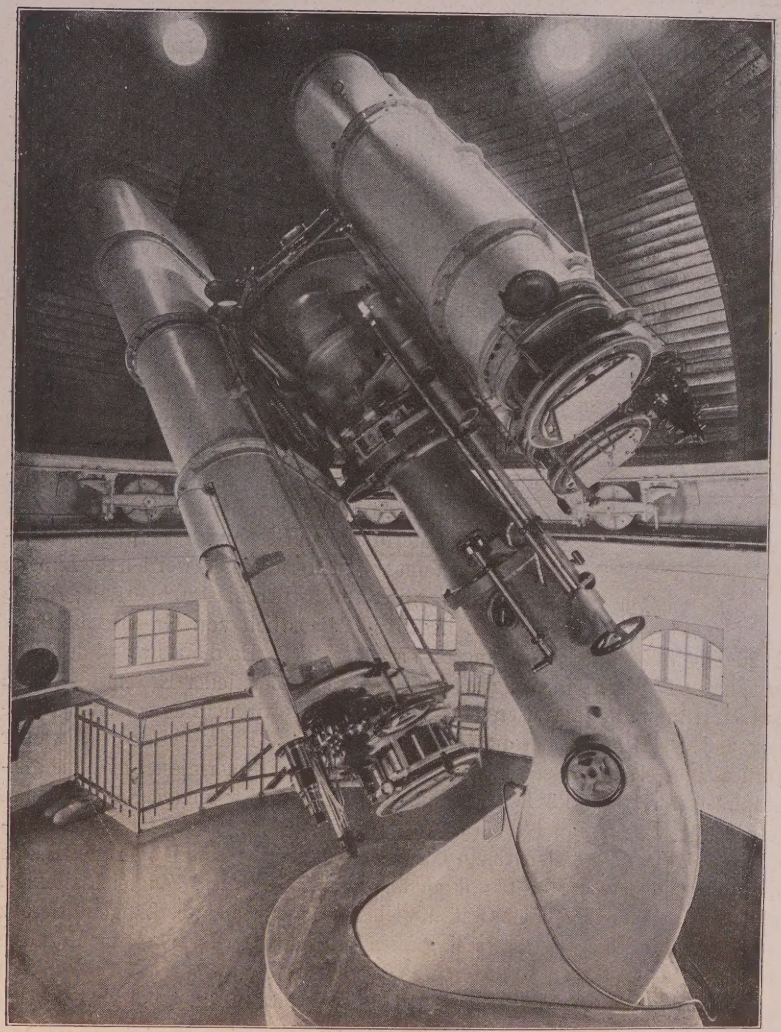


Fig. 79. Lippert-Astrograph der Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

Von der geographischen Breite ist die *geozentrische* zu unterscheiden; letztere ist gleich dem Winkel φ' (Fig. 80), welchen die Linie vom Erdmittelpunkte M nach dem Beobachtungsorte E mit dem Äquator bildet, erstere dagegen gleich dem Winkel φ zwischen der Richtung EF der Schwere im Beobachtungsorte und dem Äquator. Wäre die Erde eine Kugel, ein Meridianschnitt also ein Kreis, so fiele F mit M zusammen; die geographische Breite wäre also auch die geozentrische. Wegen der Abplattung der Erde ist aber φ von φ' verschieden, und zwar ist die geographische Breite stets größer als die geozentrische, im Maximum bei (45° Breite) um 11½′. Durch die astronomische Beobachtung kann nur die geographische Breite bestimmt werden.

Weniger einfach als die Breite ist die Länge eines Ortes zu bestimmen. Zunächst ist schon die Definition der geographischen Länge nicht so unzweideutig wie die der Breite. Der Äquator, auf den letztere bezogen wird, ist nur einmal vorhanden; von den Erdmeridianen dagegen, die ihn senkrecht schneiden, hat jeder an und für sich gleiches Recht, als Anfangspunkt der Zählung für die Längen genommen zu werden. In der Tat hat früher fast jedes der großen Kulturvölker nach einem anderen Meridian gerechnet: der Engländer nach Greenwich, der Franzose nach Paris, der Nordamerikaner nach Washington, der Deutsche nach Ferro oder Berlin. In neuerer Zeit wird der Meridian von Greenwich fast allgemein benutzt. Vom ersten Meridian aus werden die Längen meist westlich und östlich bis 180° gezählt; Berlin z. B. liegt 13° 24′ östlich von Greenwich, Paris 2° 20′ ebenfalls östlich, Washington 77° 3′ westlich. Da die Rotation der Erde in genau 24^h Sternzeit erfolgt, so wird in dieser Zeit jeder Erdmeridian den ganzen Himmel zu umkreisen scheinen, oder, wenn wir mehr dem Augenscheine folgen, jeder Himmelsmeridian (Stundenkreis) alle Erdmeridiane bis wieder zurück zum ersten passieren. Die Abstände der Erdmeridiane, also die geographischen Längen, können wir demnach, ganz analog wie die Rektaszension oder den Stundenwinkel, auch in Zeit ausdrücken, und zwar ist die Längendifferenz zweier Orte gleich dem Unterschiede der Ortszeiten oder gleich dem Zeitunterschiede der Meridiandurchgänge eines Gestirnes. Zugleich ist klar, daß die östlicher liegenden Orte dieselben Gestirne um die Längendifferenz in Zeit früher, die westlicher liegenden um ebensoviel später im Meridian haben. Hat also z. B. Greenwich $3^h\ 0^m$ Sternzeit oder passieren die Sterne von $3^h\ 0^m$ AR den Greenwicher Meridian, so gehen in diesem Moment durch den Berliner Meridian die Sterne von $3^h\ 54^m$ AR, durch den Pariser die von $3^h\ 9^m$, dagegen durch den Washingtoner der 77° ($5^h\ 8^m$) westlich oder 283° = $18^h\ 52^m$ östlich liegt, die Sterne von $21^h\ 52^m$ AR, oder es ist in Berlin $3^h\ 54^m$ Sternzeit, in Paris $3^h\ 9^m$, in Washington $21^h\ 52^m$.

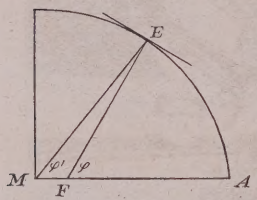


Fig. 80.

Theoretisch ist demnach die Aufgabe, die Längendifferenz zweier Orte zu bestimmen, sehr einfach: man beobachtet ein an beiden Orten zu genau demselben absoluten Zeitpunkt stattfindendes Phänomen, und der Unterschied der beiden beobachteten Zeiten gibt die Längendifferenz.

In Wirklichkeit verhält sich aber die Sache nicht so einfach. Zunächst muß immer die Ortszeit, also die Korrektion der Uhr, nach der man beobachtet, genau bekannt sein, was sich zwar auf Sternwarten, nicht immer aber auf Reisen hinreichend scharf erreichen läßt. Dann aber gibt es nur wenige Erscheinungen am Himmel, die für alle Erdorte zu genau demselben Zeitpunkt eintreten, und sie lassen sich, wenn sie vorkommen, entweder nicht genau genug beobachten (Jupitertrabanten-Erscheinungen, totale Mondfinsternisse), oder sie treten unvermutet ein und entziehen sich deshalb in der Regel gleichzeitiger Beobachtung (Sternschnuppen, Feuerkugeln). Bei verhältnismäßig nahe liegenden Orten (etwa bis zu 100 km) kann man sich zwar künstlicher Lichtsignale bedienen, und vor Erfindung des elektrischen Telegraphen hat man in der Tat diese Methode häufig angewandt; aber sie ist begreiflicherweise beschränkt und, will man weiter auseinander liegende Orte verbinden, durch die erforderlichen Zwischenstationen sehr umständlich. Man muß daher in der Regel zur Beobachtung sich schnell bewegender Himmelskörper seine Zuflucht nehmen, in erster Linie zum Mond. Der Mond legt unter den Sternen im Laufe von 24 Stunden etwa 13°, in einer Minute etwa eine halbe Bogenminute zurück; bestimmt man seinen Ort bis auf etwa 10″ genau, so erhält man die Zeit bis auf etwa 1^s sicher. Steht ein Meridianinstrument oder ein Universalinstrument für diese Beobachtungen zur Verfügung, so wird man die Rektaszension oder das Azimut des Mondes bestimmen; ist man nur im Besitze eines einfachen Fernrohres ohne jeden Meßapparat, so beobachtet man am besten die Bedeckung von Sternen durch die Mondscheibe, eine Beobachtung, die mit großer Sicherheit ausgeführt werden kann. Verfügt man endlich über einen Sextanten oder einen Prismenkreis, so mißt man den Abstand des Mondes von der Sonne oder einem Stern. Auf der See ist nur die letzte Methode anwendbar; sie erfordert aber ziemlich umfangreiche und zeitraubende Rechnungen.

Einfacher in der Berechnung ist die früher häufig benutzte Methode der Chronometerübertragungen. Man bringt dabei ein oder besser mehrere Chronometer, deren Gang bekannt ist, von einer Station zur andern und vergleicht ihren Stand mit der Sternzeit oder der mittleren Zeit an beiden Orten; der Unterschied der beiden Uhrstände, verbessert wegen des Ganges in der Zwischenzeit, ist dann gleich der Längendifferenz. Ist z. B. die Korrektion eines Chronometers in Washington zu + 35^s, in Greenwich nach 15 Tagen zu + 5^h 9^m 25^s gefunden worden und beträgt der tägliche Gang des Chronometers + 3^s.0, d. h. geht dasselbe in 24 Stunden Sternzeit 3^s nach, so würde die Korrektion in Washington nach 15 Tagen + 1^m 20^s betragen haben; die

Längendifferenz ergäbe sich also zu $5^h\,9^m\,25^s - 1^m\,20^s = 5^h\,8^m\,5^s$. Die Schwierigkeit liegt bei dieser Methode in der Ermittlung des wahren Ganges der Chronometer, der während des Transports Änderungen unterworfen ist.

Bis in die vierziger Jahre des vorigen Jahrhunderts waren die bisher beschriebenen Methoden die einzigen, die man bei größerer Entfernung zweier Orte zur Bestimmung des Längenunterschiedes benutzen konnte. Auch jetzt noch können sie auf Reisen in unwirtlichen Gegenden in Anwendung kommen. Überall da aber, wo elektrische Telegraphen vorhanden sind, besitzt man heutzutage in diesen das genaueste Mittel zur Längenbestimmung. Die Aufgabe der Uhrvergleichung wird bei dieser Methode auf folgende Weise gelöst. Der Beobachter auf der Station *A* gibt mittels des Tasters seines Chronographen eine Reihe von Signalen, die sich gleichzeitig auch auf dem Registrierapparat der telegraphisch verbundenen Station *B* aufzeichnen. Umgekehrt wird dann von *B* aus eine Anzahl von Signalen gegeben, welche ebenfalls auf beiden Chronographen registriert werden. Die Differenzen der für jedes einzelne Signal auf beiden Stationen erhaltenen Ablesungen, für die Fehler der Uhr korrigiert, geben unmittelbar die gesuchte Längendifferenz. Wäre die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes unmeßbar groß, so müßten die beiden von *A* und *B* ausgegangenen Signalreihen genau dieselbe Längendifferenz ergeben. In Wirklichkeit ist aber diese Geschwindigkeit, wenngleich sehr bedeutend, doch keineswegs unendlich, und es werden daher die von *A* gegebenen Signale in *B*, die von *B* aus gegebenen Signale in *A* um die Zeit (*Stromzeit*) später registriert, welche der elektrische Strom gebraucht, um von dem einen Orte zu dem andern zu gelangen. Die aus den beiden Signalreihen abgeleiteten Längendifferenzen unterscheiden sich also um die doppelte Stromzeit; ihr Mittelwert ist die wahre Längendifferenz von *A* und *B*. Die Stromzeit hängt natürlich nicht nur von der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes ab, sondern auch, und zwar in weit höherem Grade, von der Empfindlichkeit der registrierenden Apparate. Es ist daher unbedingt erforderlich, daß für Ströme gleicher Intensität und für Apparate gleicher Empfindlichkeit Sorge getragen wird, weil nur unter dieser Voraussetzung die Stromzeit aus dem Resultate eliminiert werden kann.

Die ersten telegraphischen Längenbestimmungen wurden 1845 von der Küstenvermessungskommission der Vereinigten Staaten (U. S. Coast Survey) durch Walker und W. C. Bond ausgeführt. Seitdem ist die Methode in allen Einzelheiten verfeinert worden und hat für die Bestimmung der Längendifferenzen und ganz besonders auch für die Untersuchungen über die Gestalt der Erde die wertvollsten Dienste geleistet.

Mit Hilfe der telegraphischen Methode vermag man heutzutage unter günstigen Bedingungen die Längendifferenz zweier Orte bis auf etwa $0^s.01$ genau zu bestimmen. Dieser Zeitgröße entspricht am Äquator eine lineare

Größe von etwa 4½ m, und in unseren Breiten, wo der räumliche Abstand zweier Meridiane nur zwei Drittel des auf dem Äquator gemessenen beträgt, von etwa 3 m. Zu weit weniger genauen Resultaten führen die früher genannten Methoden der Monddistanzen, Sternbedeckungen und selbst die Chronometerübertragungen. Mit den einfachen Mitteln, über die z. B. der Seefahrer nur verfügt, läßt sich die Länge selten genauer als auf 10^s bis 15^s finden; dies macht am Äquator 5 bis 7 km, in der Breite von 50° noch 3 bis 4 km aus. Wie verderblich schon eine solche Unsicherheit auf der See werden kann, ist einleuchtend, und es wird begreiflich, daß die britische Regierung im 18. Jahrhundert, wo alle Methoden und Grundlagen zur Längenbestimmung noch beträchtlich unsicherer waren, und wo speziell die Bewegung des Mondes noch weit weniger genau bekannt war als heute, Preise von 10 000 £ bis 20 000 £ für die besten Methoden, die Länge zur See zu finden, aussetzen konnte. Sie wurden dem Chronometermacher Harrison, dem Astronomen Tobias Mayer und dem Mathematiker Euler zuteil.

Seit jener Zeit sind zwar die Chronometer in hohem Maße vervollkommnet worden, ihre Verwendung zur Zeitübertragung wird aber wohl bald überflüssig gemacht werden durch die Funkentelegraphie. Im Herbst 1913 wurde nämlich von einem internationalen Kongreß in Paris der Beschluß gefaßt, daß eine Anzahl passend über die Erde verteilter Großstationen täglich funkentelegraphische Zeitsignale aussenden sollen, die mit einer Genauigkeit von etwa $^1/_4{}^s$ die Greenwicher Zeit angeben. Angestrebt wird, die Anzahl der Gebestationen so zu vermehren, daß an jedem Punkte der Erde mindestens ein Signal bei Tage und eins bei Nacht, höchstens aber vier im Laufe von 24 Stunden, erhalten werden können. Im Bereich der wichtigsten Schiffahrtslinien ist der Plan schon verwirklicht, indem von dem Eiffelturm, Nauen, mehreren amerikanischen, einer japanischen Station zweimal täglich Zeitsignale gefunkt werden; die Nauener und die Pariser Signale haben eine Genauigkeit von durchschnittlich 0^s1 und werden von mehreren Sternwarten, von der Hamburger Seewarte und dem Potsdamer Geodätischen Institut unter ständiger Kontrolle gehalten. Ist die Länge der empfangenden Station bekannt, so kann das Signal zur Kontrolle der Uhren benutzt werden, so daß eigene Zeitbestimmungen an der Empfangsstation entbehrlich sind. Wird dagegen auf der Empfangsstation die Ortszeit durch Beobachtungen am Himmel bestimmt, so liefert das Signal eine Vergleichung dieser Zeit mit der Greenwicher Zeit, d. h. die Längendifferenz. Für Längenbestimmungen von noch größerer Genauigkeit ist man aber gar nicht mehr auf die eigentlichen Zeitsignale angewiesen, denn mit modernen Empfangseinrichtungen erhält man durch automatische Aufnahme eines beliebigen Funkspruchs auf den Chronographen zweier Beobachtungsstationen ihre Längendifferenz mit einer Genauigkeit, die im wesentlichen nur noch von der Genauigkeit der Zeitbestimmungen abhängt.

Der Zusammenhang der Längendifferenz mit der Ortszeit hat auch auf die bürgerliche Zeitrechnung einen einschneidenden Einfluß ausgeübt. Bis gegen das Ende des vorigen Jahrhunderts wurde ausschließlich nach *Ortszeit* gerechnet. Je stärker sich nun der Verkehr von Ort zu Ort, von Land zu Land entwickelte, um so störender wurde es empfunden, daß der Reisende bei jedem Ortswechsel seine genau regulierte Uhr stellen mußte, um sie mit der jedesmaligen Ortszeit wieder in Übereinstimmung zu bringen. Das radikalste Mittel zur Beseitigung dieser Unannehmlichkeit wäre die Einführung einer *Weltzeit*, d. h. die Regulierung aller Uhren auf der ganzen Erde nach der Ortszeit eines beliebig auszuwählenden Meridians. In der Tat wurde die Frage der Weltzeit auf der internationalen geodätischen Konferenz zu Rom im Jahre 1883 offiziell erörtert, und 1884 wurde eine diplomatische Konferenz nach Washington berufen, welche hierüber und zugleich über die Auswahl des Weltmeridians Beschluß fassen sollte. Nun ist aber nicht zu verkennen, daß die Einführung einer Weltzeit in allen denjenigen Ländern, welche von dem gewählten Meridian beträchtlich nach Osten oder Westen entfernt sind, für das bürgerliche Leben große Unbequemlichkeit im Gefolge haben würde. Wir sind z. B. so sehr daran gewöhnt, mit der Uhrzeit 12^h die Vorstellung des Mittags bzw. der Mitternacht zu verbinden, daß es in hohem Grade als lästig empfunden werden müßte, wenn um 12^h die Sonne auf- oder unterginge. Aus dieser Überlegung heraus, zugleich allerdings auch wegen der aus nationalen Eifersüchteleien sich ergebenden Unmöglichkeit, eine Einigung über einen einzelnen zu bevorzugenden Meridian herbeizuführen, sah man von der Einführung einer Weltzeit ab und gelangte zu der sogenannten *Zonenzeit*.

Das Wesen der Zonenzeit besteht im Gegensatz zur Weltzeit darin, daß nicht die Zeit eines einzigen Meridians für die ganze Erde maßgebend ist, sondern daß man statt dessen 24 Zeitmeridiane einführt, von denen jeder einzelne von dem nächstfolgenden um $15^0 = 1^h$ in Länge entfernt ist. Es blieb dann jedem Lande überlassen, sich von diesen 24 Meridianen einen oder auch mehrere auszuwählen und danach seine Uhren zu stellen. Für Deutschland z. B. genügte ein Meridian, für die Vereinigten Staaten von Nordamerika dagegen, welche eine Längenausdehnung von über 60^0 besitzen, waren nicht weniger als fünf Meridiane erforderlich. Als Ausgangsmeridian ist der von Greenwich gewählt worden, und die Greenwicher Zeit, auch Westeuropäische Zeit (W.E.Z.) genannt, ist heute in Großbritannien, Irland, Belgien, Frankreich, Spanien und Portugal an die Stelle der Ortszeit getreten. Der 1^h östlich von Greenwich gelegene Meridian, welcher nahezu durch Stargard in Pommern geht, ist der Nullmeridian der Mitteleuropäischen Zeit (M.E.Z.) geworden, die in Deutschland (seit dem 1. April 1893), Luxemburg, Österreich, Ungarn, Dänemark, Schweden, Norwegen, Schweiz, Italien und Serbien eingeführt ist. Nach Osteuropäischer Zeit (O.E.Z.), 2^h mehr als Greenwicher Zeit, rechnen Bulgarien, Rumänien, die Türkei und Ägypten.

Von den europäischen Staaten haben sich die Niederlande[1]), Griechenland und Rußland diesem System nicht angeschlossen; aber auch sie rechnen, wenigstens im Eisenbahnbetriebe, nach einer Einheitszeit, welche der Ortszeit ihrer Hauptstädte entspricht. Wie es mit der Zeitrechnung in den staatlichen Neubildungen, die der Weltkrieg hervorgebracht hat, steht, läßt sich gegenwärtig nicht übersehen.

Mit der Einführung der Zonenzeiten ist dem praktischen Bedürfnisse besser entsprochen worden, als es die Weltzeit getan hätte. Für weite Länderstrecken gilt die gleiche Uhrzeit, und beim Übergange in die nächste Zone ist nur eine Änderung der Zeit um eine Stunde erforderlich; die aus der Abschaffung der Ortszeit entspringenden Unbequemlichkeiten sind zwar nicht ganz vermieden, aber doch auf ein geringes Maß reduziert worden.

Wir sahen vorher, daß ein Ort, dessen Länge 15° östlich von Greenwich ist, in seiner Ortszeit der Greenwicher Zeit um 1^h voraus ist, und diese Differenz wächst für je 15° Länge um 1^h. Ist die Längendifferenz 180°, so beträgt der Unterschied 12^h, und ist sie 360°, so beträgt er 24^h, oder man hat, zum Ausgangspunkte zurückgekehrt, einen vollen Tag gewonnen. Das Umgekehrte tritt ein, wenn man in derselben Weise, von Greenwich nach Westen gehend, wieder nach Greenwich zurückkehrt. Bei der ersten Weltumseglung, welche Magellan 1520 unternahm, wurde diese Folge der Kugelgestalt der Erde zum ersten Male praktisch erlebt, und wir kennen aus einer Schilderung eines der Reisegefährten die Verwirrung, welche sich der Schiffsmannschaft bemächtigte, als sie, von ihrer stets nach Westen gerichteten Fahrt nach Spanien zurückkehrend, bemerkte, daß sie einen vollen Tag verloren hatte.

Um diese Unzuträglichkeit zu beseitigen, hat man sich dahin geeinigt, den um genau 180° von Greenwich abstehenden Meridian als die *nautische Datumsgrenze* gelten zu lassen. Überschreitet ein Schiff diese Grenze in der Richtung von Osten nach Westen, so läßt es in der Datumszählung einen Tag ausfallen, und in der umgekehrten Richtung wird beim Passieren des genannten Meridians der betreffende Tag doppelt gezählt. Von der nautischen ist jedoch die *tatsächliche Datumsgrenze* zu unterscheiden, deren Hauptabweichung darin besteht, daß der östliche Teil von Sibirien bis an die Beringsstraße asiatisches Datum führt, auch da, wo er über den 180. Grad hinausreicht. Umgekehrt gilt auf den ganzen Aleuteninseln amerikanisches Datum, und endlich haben die Fidschiinseln und einige andere Inselgruppen der Südsee dasselbe Datum wie Australien, obwohl sie zum Teil auf der amerikanischen Seite liegen.

[1]) Die Niederlande, welche sich anfangs ebenfalls der Greenwicher Zeit bedient hatten, haben dies leider seit dem 1. Mai 1909 wieder aufgegeben und rechnen seitdem nach Amsterdamer Zeit.

KAPITEL III.

Messung der Entfernungen im Raume.

1. Parallaxe im allgemeinen.

Die Bestimmung der Entfernungen der Himmelskörper von uns ist ein weit schwierigeres Problem als die Ermittlung ihrer scheinbaren Örter an der Himmelskugel. Letztere hängen allein von den Richtungen ab, in denen die Himmelskörper vom Beobachter aus erscheinen, und zwei Gestirne, die in derselben Richtung liegen, nehmen denselben scheinbaren Ort ein, gleichgültig, wie viel weiter das eine entfernt ist als das andere. Trotz der enormen Unterschiede zwischen den Distanzen verschiedener Himmelskörper ist es nicht möglich, nach bloßem Augenscheine zu entscheiden, welcher der nächste und welcher der entfernteste ist, geschweige denn, ihre absolute Distanz auf solchem Wege zu bestimmen.

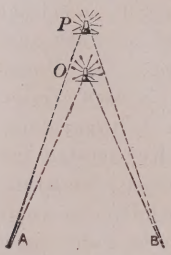


Fig. 81.

Diese Entfernungen können vielmehr nur aus der *Parallaxe*[1]) der betreffenden Körper abgeleitet werden. Die Parallaxe eines Gegenstandes kann allgemein definiert werden als der Unterschied zwischen den Richtungen nach diesem Gegenstande, wenn derselbe von zwei verschiedenen Punkten aus gesehen wird. Je entfernter er ist, desto geringer wird dieser Unterschied oder seine Parallaxe sein. Fig. 81 zeigt in einfachster Weise, wie der Richtungsunterschied oder die Parallaxe von der Entfernung abhängt. Ein Beobachter in A kann nach dem bloßen Augenscheine nicht beurteilen, welches von den beiden Lichtern O und P das nähere oder entferntere ist. Bewegt er sich nun von A nach B, so werden sich auch die Richtungen nach den beiden Lichtern ändern, und zwar entgegengesetzt der Bewegungsrichtung des Beobachters. Aber die Richtung nach O ändert sich mehr als die nach P; befindet sich der Beobachter nämlich in A, so erscheint O rechts von P, und wenn er nach B gelangt ist, so erblickt er O links von P. Er kann dann also mit völliger Gewißheit sagen, daß O, der stärker bewegte Gegenstand, näher ist als P.

Astronomisch wird die Richtung nach einem Gestirne durch seine Lage an der Sphäre bestimmt, und zwar, wie gezeigt worden ist, meist durch Rektaszension und Deklination. Infolge der Parallaxe sind diese Koordinaten für verschiedene Beobachtungsorte nicht dieselben. Passiert z. B. der Mond den Meridian am Kap der Guten Hoffnung, so kann seine Deklination einen Grad und mehr nördlicher sein als bei dem nahe gleichzeitigen Durchgang durch den Meridian von Greenwich. Die Bestimmung der Parallaxe

[1]) Von *παραλλάσσειν*, verändern, verschieben.

oder der Entfernung des Mondes war für die britische Regierung ein Hauptgrund, eine Sternwarte am Kap der Guten Hoffnung zu errichten, und diese Absicht ist in der Tat so vollständig erreicht worden, daß die beste Parallaxenbestimmung unseres Nachbars aus der Vergleichung der in Greenwich und der am Kap beobachteten Monddeklinationen gewonnen worden ist.

Die Bestimmung der Entfernung eines Himmelskörpers aus seiner Parallaxe beruht auf der Auflösung eines Dreiecks. Stellt in Fig. 82 der Kreis die Erde dar und befindet sich in A ein Beobachter, so sieht derselbe den Körper M (Mond) in der Richtung AM an die Sphäre projiziert. Ein anderer Beobachter in A' sieht ihn gleichzeitig in der Richtung $A'M$. Der Winkel bei M ist der Unterschied beider Richtungen. Kennt man nun alle Winkel im Viereck $ACA'M$ und die Länge des Erdhalbmessers CA, so ergibt sich die Entfernung des Körpers M von den drei Punkten A, A' und C durch eine einfache trigonometrische Rechnung.

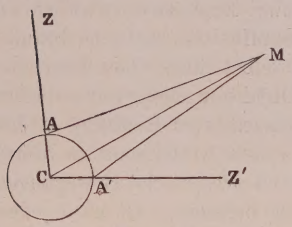


Fig. 82.

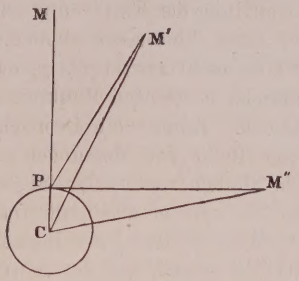


Fig. 83.

Der Ausdruck „Parallaxe“ wird meist in einem beschränkteren Sinne gebraucht, als in welchem wir ihn eben erläutert haben. Der Astronom versteht nämlich in der Regel darunter den Unterschied zwischen den Richtungen vom Erdmittelpunkte und vom Beobachter an der Erdoberfläche nach dem Gestirn. So ist in Fig. 83 der Winkel $PM'C$ die Parallaxe für das Gestirn M' und den Beobachtungsort P. Stände der Körper in M, d. h. befände sich der Beobachter an dem Durchschnittspunkte von CM mit der Erdoberfläche, so würde keine Parallaxe vorhanden sein; in diesem Falle wäre also das Objekt im geozentrischen Zenit des Ortes. Steht dagegen das Objekt im Horizont des Beobachtungsortes, so daß PM'' eine Tangente an der Erdoberfläche ist, so ist die Parallaxe $CM''P$, die dann *Horizontalparallaxe* heißt, ein Maximum. Die Horizontalparallaxe ist also gleich dem Winkel, unter welchem der Erdradius vom Gestirn aus erscheint. Wenn wir sagen, die Horizontalparallaxe des Mondes ist 57′ und die der Sonne 8″8, so heißt dies, daß der Erdhalbmesser von Mond oder Sonne aus gesehen unter diesen Winkeln erscheint.

Die Erde ist nun, wie wir wissen, keine Kugel, sondern nahezu ein Rotationsellipsoid, ihre Halbmesser sind also von etwas ungleicher Länge; der längste ist der Äquatorialhalbmesser, der kürzeste der Polarhalbmesser. Als Norm für die Parallaxe ist von den Astronomen der Äquatorialhalbmesser genommen worden, und der Winkel, unter dem dieser von einem Himmelskörper aus erscheint, heißt die *Äquatorial-Horizontal-Parallaxe* dieses Körpers.

Wenn man die Entfernung des Mondes oder eines anderen Himmelskörpers direkt messen will, muß die Linie AC (Fig. 82) durch die Linie, welche die Orte der beiden Beobachter A und A' verbindet, ersetzt werden. Kennt man Länge und Richtung dieser Basis und den Unterschied der Richtungen oder die Parallaxe, so kann man die Entfernung ohne weiteres berechnen. Ist die absolute Länge der Basis aber nicht bekannt, so kann doch das Verhältnis der Entfernung des Objekts zur Basis bestimmt werden und die Ermittlung der Entfernung selbst späterer Zeit, wenn die Basis gemessen werden kann, überlassen bleiben.

Es ist nicht immer nötig, daß sich zwei Beobachter wirklich an zwei voneinander entfernten Punkten der Erde aufhalten, um eine Parallaxe zu bestimmen. Könnte ein Beobachter sich selbst längs einer Basis bewegen und eine Reihe von Messungen an dem Objekt machen, um zu sehen, wie es sich, ähnlich wie in Fig. 81, in entgegengesetzter Richtung zu bewegen scheint, so wäre er gleichfalls imstande, dessen Entfernung zu bestimmen. Nun wird in der Tat jeder Beobachter durch zwei solche Bewegungen fortgeführt, da er sich auf der bewegten Erde befindet. Er wird jedes Jahr rund um die Sonne und jeden Tag rund um die Erdachse getragen, durch Revolution und Rotation der Erde. Wir haben bereits früher gezeigt, wie infolge der ersteren Bewegung alle Planeten eine Reihe von Epizykeln zu beschreiben scheinen. Diese scheinbare Bewegung ist eine Wirkung der Parallaxe, und mit ihrer Hilfe können die Verhältnisse des Sonnensystems mit größter Genauigkeit bestimmt werden. Die Basis ist hier der Durchmesser der Erdbahn. Aber diese Parallaxe verhilft uns nicht zur Bestimmung dieser Basis. Um sie zu finden, müssen wir zunächst die Entfernung der Erde von der Sonne kennen, und hier haben wir wiederum keine andere Basis als den Erddurchmesser selbst. Auch die Entfernung des Mondes kann nicht mittels der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne gefunden werden, weil der Mond die Erde auf ihrem Wege begleitet.

Das Resultat der täglichen Bewegung des Beobachters um die Erdachse ist, daß die scheinbare Bewegung eines Planeten am Himmel nicht vollkommen gleichförmig ist; befindet sich der Beobachter im Osten, so erscheint der Planet etwas nach Westen verschoben und umgekehrt. In der Messung der kleinen, der Rotation der Erde entsprechenden Ungleichheiten in der Bewegung eines Planeten hätten wir ein Mittel, seine Entfernung mit dem

bekannten Erddurchmesser als Basis zu messen[1]); aber die Erde ist im Vergleiche mit den Entfernungen der Planeten so klein, daß die *tägliche Parallaxe* der letzteren sich fast der Messung entzieht, ausgenommen bei den wenigen der Erde sehr nahe kommenden Planeten, namentlich dem Eros, und selbst da ist die Verschiebung äußerst gering.

Es ist nun sehr schwierig und meist sogar unmöglich, die absoluten Positionen eines Himmelskörpers, dessen Entfernung man messen will, mit so großer Genauigkeit zu bestimmen, daß man einen einigermaßen zuverlässigen Wert der Parallaxe (*absolute Parallaxe*) erhält. Man sucht daher im allgemeinen die *relative Parallaxe* zu bestimmen, das heißt, den Unterschied der Parallaxen zweier in nahe derselben Richtung liegender Himmelskörper. So vergleicht man Mars oder einen der kl inen Planeten mikrometrisch mit benachbarten Fixsternen, und so hat man auch die Fixsterne selbst auf ihre Parallaxe untersucht. Das bemerkenswerteste und bekannteste Beispiel relativer Parallaxe gewähren aber die Vorübergänge des Merkur und vor allem der Venus vor der Sonnenscheibe. Die absolute Richtung der Venus, wenn diese der Erde am nächsten ist, läßt sich nicht mit einer für Parallaxenbestimmungen erforderlichen Genauigkeit finden, weil dann nur ein kleiner Teil des Planeten als schmale Sichel sichtbar ist. Steht aber der Planet gerade zwischen uns und der Sonne, so daß er sich auf ihre Scheibe projiziert, so kann der scheinbare Abstand des Planeten vom Sonnenrande mit großer Genauigkeit gemessen werden. Wegen der Parallaxe wird dann dieser Abstand zu demselben Zeitpunkt für verschiedene Erdorte nicht derselbe sein, und die einzelnen Beobachter werden die Venus auf verschiedene Stellen der Sonnenscheibe projiziert sehen. Der Unterschied rührt nur von der Differenz der Parallaxen beider Körper her; die Richtung nach dem näheren Körper (der Venus) ändert sich mehr, als die nach dem entfernteren (der Sonne), ganz wie bei den Lichtern in Fig. 81.

Da nun solche Beobachtungen nur den Unterschied zwischen der Parallaxe der Venus und der der Sonne ergeben, so entsteht die Frage, wie aus ihnen die Parallaxe der Sonne selbst gefunden werden kann. Dies ist aber möglich, wenn das Verhältnis beider Parallaxen bekannt ist. Wir haben gesehen, daß die Maßverhältnisse des Sonnensystems mit großer Genauigkeit aus dem dritten Keplerschen Gesetz hervorgehen; die umgekehrten Verhältnisse der Entfernungen sind aber unmittelbar die Verhältnisse der Parallaxen. So wissen wir z. B., daß beim Venusdurchgange von 1874 die Sonne nahe viermal so weit von uns entfernt war als die Venus. Die Parallaxe der Venus war also nahe viermal so groß als die der Sonne. Der Unterschied beider Parallaxen oder die relative Parallaxe muß dann nahe dreimal so groß gewesen sein als die Sonnenparallaxe. Wir haben demnach nur die aus der

[1]) Diese Methode, Parallaxen zu bestimmen, ist in der Tat schon von Regiomontan vorgeschlagen worden.

Beobachtung folgende relative Parallaxe durch 3 (genauer 2.783) zu dividieren, um die Parallaxe der Sonne selbst zu erhalten.

Die Entfernungen der Fixsterne sind, wie wir sehen werden, so ungeheuer groß, daß der Halbmesser der Erde ihnen gegenüber verschwindend klein ist. Für die Bestimmung der Fixsternentfernungen kann daher nur die sogenannte *jährliche Parallaxe* in Betracht kommen, die eine Folge der Bewegung der Erde um die Sonne ist. Die Basis bei dieser Parallaxe ist also nicht mehr der Halbmesser der Erde, sondern der Halbmesser der Erdbahn, und die jährliche Parallaxe eines Sternes ist der Winkel, unter welchem der Erdbahnhalbmesser, von dem Sterne aus gesehen, erscheint. Infolge der jährlichen Parallaxe scheinen sich die Sterne im Laufe des Jahres in kleinen Ellipsen zu bewegen in einer Richtung, die derjenigen der Bewegung der Erde um die Sonne entgegengesetzt ist. Für einen Stern, der genau im Pole der Ekliptik steht, würde diese parallaktische Ellipse nahezu ein Kreis sein, da sich die Erdbahn nur sehr wenig von einem solchen unterscheidet; für Sterne in der Ekliptik dagegen geht die Ellipse in eine gerade Linie über. Die halbe große Achse der Ellipse ist die Parallaxe des Sternes, und durch Messung der ersteren ist die letztere bestimmt.

Aus dem vorstehenden wird ersichtlich, daß die Bestimmung von wirklichen Entfernungen im Himmelsraume die Lösung zweier Aufgaben erfordert. Die eine ist die Ermittlung der Entfernung der Erde von der Sonne, welche unmittelbar aus der Parallaxe der Sonne oder dem Winkel, unter welchem der Äquatorialhalbmesser der Erde von der Sonne aus erscheint, folgt, und welche die Einheit bei der Messung himmlischer Entfernungen bildet. Die andere Aufgabe ist die Bestimmung der Entfernungen von Planeten und Sternen in Vielfachen dieser Einheit; ihre Lösung gibt uns die Größenverhältnisse des Universums, soweit wir überhaupt mit unseren Meßwerkzeugen in dessen Tiefe dringen können. Kennen wir diese Verhältnisse, so können wir alle Entfernungen im Sonnen- und im Sternsystem in irdischem Maße ausdrücken, sobald nur die Länge unserer Einheit, die Sonnenentfernung, bekannt ist. Die Ermittlung dieser Entfernung ist demnach eines der Hauptprobleme der Astronomie, aber auch eines der schwierigsten, an dessen Lösung die Astronomen aller Zeiten gearbeitet haben.

2. Messungen der Sonnenentfernung.

Wir haben schon früher gesehen (Seite 17), wie Aristarch die Entfernung der Sonne dadurch zu bestimmen versuchte, daß er den Winkel zwischen Sonne und Mond maß, wenn letzterer gerade halb erleuchtet war. Aus solchen Messungen leitete der griechische Astronom die Entfernung der Sonne zu 20 mal der des Mondes ab, ein Resultat, dessen starker Fehler durch die Ungenauigkeit der Beobachtungsmethode vollständig erklärt wird. Um aus

dieser Verhältniszahl die Sonnenparallaxe zu berechnen, wurde von Hipparch sowie später von Ptolemäus eine Methode angewandt, die auf dem Satze beruht, daß die Summe der Sonnen- und der Mondparallaxe gleich der Summe der scheinbaren Halbmesser des Erdschattens (in der Mondentfernung) und der Sonne ist. Der Halbmesser des Erdschattens wurde durch Beobachtung von Mondfinsternissen gefunden und ergab sich zu 40′; der scheinbare Halbmesser der Sonne wurde gleich 15′ angenommen. Aus diesen Zahlen und aus den Aristarchschen Bestimmungen wurde die Sonnenparallaxe zu 3′ und die Entfernung zu 1200 Erdradien abgeleitet. Dieses Resultat wurde die vierzehn Jahrhunderte hindurch, in denen der Almagest des Ptolemäus als höchste Autorität galt, als das allein richtige betrachtet.

Erst Kepler und seine Zeitgenossen sahen klar, daß diese Distanz viel zu klein sein mußte; aber auch ihre Schätzungen (3500 bis 7000 Erdhalbmesser) blieben noch beträchtlich unter der Wahrheit. Am nächsten kam ihr noch, freilich nur infolge eines zufälligen Zusammentreffens glücklicher Umstände, Wendelin mit seiner Bestimmung der Parallaxe zu 14″, die er nach der Methode des Aristarch ausgeführt hatte. Eine Ableitung der Sonnenparallaxe durch Huygens, die zwar zufällig nahezu den richtigen Wert traf, aber auf durchaus hypothetischen und unzutreffenden Grundlagen beruht, kann hier übergangen werden.

Wir kommen nun zu den modernen Methoden, die Entfernung der Sonne zu messen. Sie bestehen nicht im direkten Messen der Parallaxe, weil dies auch heute noch nicht mit Genauigkeit möglich ist, sondern in der Bestimmung der Parallaxe eines der Erde nahe kommenden Planeten, der Venus, des Mars und einiger von den kleinen Planeten. Diese kommen uns zeitweise viel näher als die Sonne, haben dann also eine weit größere und verhältnismäßig leichter meßbare Parallaxe. Kennt man letztere, so bestimmt sich die Sonnenparallaxe sofort aus dem Verhältnisse ihrer Distanzen.

Die erste Anwendung dieser Methode machten französische Astronomen mit dem Planeten Mars. Im Jahre 1671 ging eine Expedition unter Richer nach Cayenne, welche Ortsbestimmungen des Mars zur Zeit der Opposition i. J. 1672 machte, während korrespondierende Beobachtungen an der Pariser Sternwarte angestellt wurden. Der Unterschied der beiden scheinbaren Örter, auf denselben Zeitpunkt reduziert, gab die Parallaxe des Mars. Aus einer Diskussion dieser Beobachtungen leitete Cassini die Sonnenparallaxe 9″5 ab, die einer Entfernung von 21 600 Erdhalbmessern entspricht. Hiernach wurde etwa 100 Jahre lang allgemein angenommen, daß die Parallaxe der Sonne ungefähr 9″ bis 10″ betrage.

Die Methode der Marsbeobachtungen ist lange Zeit hindurch, in mancher Hinsicht variiert, eine der schätzbarsten zur Ermittlung der Sonnenparallaxe gewesen. Etwa einmal in 16 Jahren kommt Mars der Erde so nahe als Venus zur Zeit ihrer Durchgänge, nämlich dann, wenn die Opposition des Mars

mit dem Perihel seiner sehr exzentrischen Bahn nahe zusammenfällt. Seine Entfernung von der Erde ist dann nur 0.37 des Erdbahnhalbmessers, während sie bei der Opposition im Aphel nahe doppelt so groß ist. In diesen Periheloppositionen beträgt seine Parallaxe über 23″, und ein Fehler von 0″.1 in ihrer Bestimmung macht in der Sonnenparallaxe nur einen Fehler von etwa 0″.04 aus.

Beobachtungsreihen, die auf diesem Wege die Sonnenparallaxe ergeben sollten, sind mehrfach ausgeführt worden. Im Jahre 1849 wurde Kapitän Gilliss von der Regierung der Vereinigten Staaten nach Chile gesandt, um sowohl Mars als Venus während der Zeit der größten Parallaxe unter gleichzeitiger Mitwirkung nördlicher Sternwarten zu beobachten. Den Hauptzweck, die genaue Bestimmung der Sonnenparallaxe, erreichte diese Expedition zwar durch ein Zusammentreffen verschiedener ungünstiger Umstände nicht; sie war aber in anderer Hinsicht der astronomischen Wissenschaft nutzbringend. Erfolgreicher waren die Beobachtungen, die nach Winneckes Plan während der sehr günstigen Marsopposition 1862 an verschiedenen Sternwarten der nördlichen und der südlichen Hemisphäre zugleich angestellt wurden. Die Sonnenparallaxe wurde aus ihnen von Winnecke zu 8″.96, von Stone zu 8″.94, später von Newcomb zu 8″.85 berechnet. Die günstige Opposition von 1877 ist gleichfalls nicht unbenutzt vorübergegangen. So hat Gill aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe (mikrometrische Vergleichungen des Mars mit benachbarten Sternen) auf der Insel Ascension für die Sonnenparallaxe den Wert 8″.78 gefunden. Endlich hat Harzer aus Beobachtungen, die während der Opposition von 1892 in Gotha und am Kap der Guten Hoffnung angestellt wurden, den Wert von 8″.80 berechnet.

Eine andere Methode hat J. G. Galle vorgeschlagen. Sie besteht in der Bestimmung der Parallaxe von einigen der kleinen Planeten zwischen Mars und Jupiter zur Zeit günstiger Oppositionen aus gleichzeitigen Differentialmessungen an nördlichen und südlichen Sternwarten. Die kleinen Planeten eignen sich zu einer genauen Messung weit mehr als Mars und Venus, weil sie nicht wie diese als Scheiben, sondern als Punkte erscheinen und darum genauer mit nahe gleich hellen Fixsternen verglichen werden können. Beobachtungen der Flora während der Opposition 1873, die auf solche Weise gleichzeitig an verschiedenen Sternwarten der nördlichen und der südlichen Halbkugel ausgeführt wurden, haben nach Galle als Resultat für die Sonnenparallaxe den Wert 8″.87 ergeben. Lindsay und Gill fanden aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe der Juno auf Mauritius 8″.77.

Die günstigen Oppositionen der Planeten Iris (im Jahre 1888) sowie Victoria und Sappho (im Jahre 1889) sind von Auwers und Gill unter Beteiligung verschiedener Sternwarten zu einer Parallaxenbestimmung hauptsächlich mit Hilfe des Heliometers benutzt worden. Als Endresultat ergab sich aus den Beobachtungen der drei Planeten für die Sonnenparallaxe der

Wert 8″80, einer Entfernung von 149½ Millionen Kilometer entsprechend. Die kleinsten Entfernungen dieser Planeten von der Erde betrugen damals 0.8 bis 0.9 Erdbahnhalbmesser, und ihre Parallaxen waren daher nur wenig größer als die der Sonne. Sehr viel günstiger ist die Sachlage bei dem im Jahre 1898 von Witt in Berlin entdeckten Planeten Eros, der der Erde bis auf 0.15 Erdbahnhalbmesser nahe kommen kann. Die erste günstige Opposition dieses Planeten nach seiner Entdeckung fand im Winter 1900/01 statt, wo der geringste Abstand zwischen Erde und Eros 0.32 Erdbahnhalbmesser war, also geringer, als er für Mars jemals werden kann. Zahlreiche Sternwarten hatten sich vereinigt, um bei dieser Gelegenheit durch mikrometrische und photographische Ortsbestimmungen die Parallaxe des Eros und damit die der Sonne zu bestimmen. Eine zusammenfassende Bearbeitung aller erhaltenen Beobachtungen ist von dem englischen Astronomen Hinks unternommen worden. Nach jahrelangen Rechnungen ist sie zum Abschluß gelangt und hat einen Wert der Sonnenparallaxe ergeben, der sich durch große Genauigkeit auszeichnet. Dieser Wert, dessen Unsicherheit Hinks auf 0″002 bis 0″003 schätzt, ist 8″806.

Noch weit günstiger als die Eros-Opposition von 1900/01 wird diejenige von 1931 für die Bestimmung der Sonnenparallaxe sein.

3. Sonnenparallaxe aus Venusdurchgängen.

Die bekannteste Methode, die Sonnenparallaxe zu bestimmen, ist die Beobachtung der Vorübergänge der Venus vor der Sonnenscheibe. Aus unseren astronomischen Tafeln wissen wir, daß diese Erscheinung sich in einem gewissen regelmäßigen Zyklus viermal im Zeitraume von 243 Jahren wiederholt, und zwar nach je 8, 121½, 8 und 105½ Jahren, wie aus der folgenden Zusammenstellung ersichtlich ist.

1631 Dezember 6,	1874 Dezember 9,
1639 Dezember 4,	1882 Dezember 6,
1761 Juni 6,	2004 Juni 8,
1769 Juni 3,	2012 Juni 6.

Daß ein Vorübergang immer nur im Juni oder Dezember stattfinden kann, hat seinen Grund in der Lage der Knoten der Venusbahn, in deren Nähe die Venus stehen muß, wenn sie bei einer unteren Konjunktion vor der Sonne sichtbar sein soll. Es verhält sich hier gerade wie bei den Sonnenfinsternissen, die wir früher besprachen; wäre die Neigung der Venusbahn gegen die Ekliptik verschwindend klein, so müßte bei jeder unteren Konjunktion auch ein Vorübergang stattfinden.

Erst seit verhältnismäßig kurzer Zeit hat dieses Phänomen vorhergesagt und beobachtet werden können, da hierzu einerseits eine schon ziemlich genaue Kenntnis der Elemente der Venusbahn, andererseits ein, wenn auch

nur kleines, Fernrohr gehört. Es war Kepler, der die Planetentafeln soweit verbesserte, daß er imstande war, einen Durchgang für den 6. Dezember 1631 vorherzusagen. Dieser begann in Europa aber erst nach Sonnenuntergang und war vor Sonnenaufgang wieder zu Ende, so daß er unbeobachtet blieb. Die Tafeln waren noch nicht genau genug, um den 8 Jahre später stattfindenden Durchgang, bei dem die Venus die Sonnenscheibe ziemlich nahe am Rande passierte, sicher anzuzeigen, und Kepler verkündete daher erst für 1761 eine Wiederholung. Gleichwohl blieb der Durchgang von 1639 nicht ganz unbeobachtet. Ein englischer Astronom, Horrox, fand aus der Vergleichung verschiedener Tafeln mit seinen eigenen Beobachtungen der Venus, daß ein Durchgang am 4. Dezember 1639 wohl erwartet werden dürfe, und es gelang ihm auch, die Venus kurze Zeit vor Sonnenuntergang auf der Sonnenscheibe zu sehen.

Für den Venusdurchgang von 1761 erweckte der Hinweis von Halley, daß aus Beobachtungen desselben an weit voneinander entfernten Erdorten die Distanz der Sonne abgeleitet werden könne, ein hohes Interesse. Das Prinzip, nach welchem die Parallaxen von Venus und Sonne nach der Halleyschen Methode ermittelt werden, ist sehr einfach. Betrachten zwei auf der südlichen bzw. der nördlichen Hemisphäre stationierte Beobachter den Weg der Venus vor der Sonnenscheibe, so stellt sich dieser etwa wie in Fig. 84 dar[1]); der südliche Beobachter wird die Venus den Weg *a b c d*, der nördliche den darunter liegenden beschreiben sehen. Aus dem Abstand dieser beiden Wege läßt sich dann die Parallaxe finden.

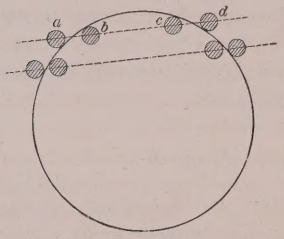


Fig. 84.

Der Abstand der Wege kann nun bestimmt werden aus dem Zeitunterschiede zwischen der Dauer der Durchgänge des Planeten an beiden Stationen. Man sieht aus der Figur, daß der obere, vom Sonnenmittelpunkte entferntere Weg kürzer ist als der andere; am südlicheren Beobachtungsort wird also Venus kürzere Zeit vor der Sonne verweilen, als am nördlicheren. Halley schlug demgemäß vor, daß die verschiedenen Beobachter mit Fernrohr und Chronometer die Zeiten des Vorüberganges vor der Sonnenscheibe bestimmen sollten, deren Unterschied dann die Differenz der Parallaxen der Venus und der Sonne und daraus die Parallaxe der letzteren selbst berechnen läßt.

Auch noch auf andere Weise wird sich die Wirkung der Parallaxe zeigen. Findet nämlich an einem bestimmten Orte der Eintritt der Venus statt, so wird in diesem Moment ein Beobachter, der sich beträchtlich westlicher befindet, den Eintritt noch nicht sehen, die Venus wird ihm noch östlich von

[1]) Um die Unterschiede deutlicher hervortreten zu lassen, ist Venus größer dargestellt, als sie wirklich erscheint; ihr scheinbarer Durchmesser beträgt nur etwa $^1/_{30}$ des Sonnendurchmessers.

der Sonne zu stehen scheinen; sieht umgekehrt ein Beobachter den Austritt, so ist derselbe für einen östlicheren schon vorbei. Man kann daher auch, und diesen Vorschlag machte De l'Isle zu Anfang des achtzehnten Jahrhunderts, die Parallaxe aus den Zeiten des Eintrittes oder Austrittes für sich bestimmen, sobald nur die geographische Länge der Beobachtungsorte bekannt ist. Diese gebraucht man notwendig, um die nach Ortszeit beobachteten Momente auf die Zeiten eines ersten Meridians beziehen zu können. Hierin liegt aber ein Nachteil der Methode De l'Isles, da, wie wir oben sahen, die genaue Bestimmung der Längen große Schwierigkeiten bereitete.

Nach Halleys Plan muß der Beobachter vier Momente mit möglichster Genauigkeit beobachten: die erste äußere Berührung (*a*, Fig. 84) und die erste innere Berührung (*b*) beim Eintritt der Venus, dann beim Austritt, in umgekehrter Folge, die zweite innere Berührung (*c*) und die zweite äußere Berührung (*d*). Außerhalb der Sonnenscheibe ist Venus im allgemeinen unsichtbar, da sie uns die nicht beleuchtete Seite zukehrt; sie kann erst wahrgenommen werden, wenn sie das Licht der Sonne direkt wegnimmt, und es ist daher ersichtlich, daß die äußeren Berührungen, zumal mit schwächeren Fernrohren, nur sehr ungenau beobachtet werden können. Halley erkannte dies praktisch schon beim Durchgange des Merkur, den er 1677 auf St. Helena beobachtete, und empfahl, nur die inneren Berührungen zu notieren. Auch bei diesen überschätzte er aber die Genauigkeit bedeutend; nach der Erfahrung beim Merkurdurchgange glaubte er, die Sicherheit der Beobachtung einer inneren Berührung der Venus zu etwa 1^s, die der Durchgangszeit selbst also zu 2^s annehmen zu können. Die Dauer der Vorübergänge unterscheidet sich nun infolge der Parallaxe für Orte von sehr verschiedener Breite um 20^m bis 25^m, und daraus würde hervorgehen, daß sich die Parallaxendifferenz bis auf mindestens ein Sechshundertstel, die Parallaxe der Sonne selbst also noch wesentlich genauer bestimmen lassen müßte. Der erste in großem Maßstabe beobachtete Venusdurchgang sollte indessen diese Erwartung nicht erfüllen.

Als, ein Menschenalter nach Halleys Tode, der lange ersehnte 6. Juni 1761 endlich erschien, befanden sich Astronomen der verschiedensten Nationen an zahlreichen Punkten der Erde. Diejenigen Beobachter, welche vom Wetter begünstigt waren, sahen den Eintritt der Venus in erwarteter Weise vor sich gehen, bis nahe zum Moment der inneren Berührung. Da wurden sie durch eine sonderbare Erscheinung gestört. Sie sahen nämlich, daß der Planet nicht seine vollständig kreisrunde Form, wie in Fig. 85, beibehielt, sondern, daß sich zwischen Venus- und Sonnenrand an der Stelle, wo die innere Berührung erfolgen sollte, eine Art Brücke, der sogenannte „schwarze Tropfen", bildete (Fig. 86). Man begreift nun leicht, daß ein Beobachter,

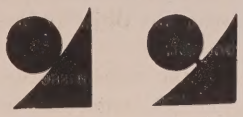


Fig. 85. Fig. 86.
Eintritt der Venus am Sonnenrande.

der dies wahrnimmt, über den Augenblick der wirklichen inneren Berührung ganz im Unklaren sein muß. Der Planet ist vollkommen rund und ganz innerhalb der Sonne, so daß, danach zu urteilen, der innere Kontakt vorbei sein muß; aber die Hörner sind noch getrennt, und durch den schwarzen Tropfen ist der Planet mit dem Sonnenrande verbunden, so daß hiernach die innere Berührung noch nicht stattgefunden hat. Das Resultat der Beobachtungen war eine Unsicherheit, die in manchen Fällen bis nahe zu einer Minute stieg, während man eine Genauigkeit von einer Sekunde erhofft hatte.

Als die Expeditionen in die Heimat zurückgekehrt und ihre Beobachtungen berechnet waren, fand sich, daß die für die Sonnenparallaxe abgeleiteten Werte von 8″.5 bis 10″.5 schwankten. Trotz oder vielmehr gerade wegen dieser beträchtlichen Unsicherheit wurden für den Durchgang von 1769 noch umfassendere Vorbereitungen getroffen. Von Indien und dem Stillen Ozean an, wo auf Tahiti der Weltumsegler Cook beobachtete, durch Amerika, Schweden, das nördliche Rußland und Sibirien waren Beobachter bereit, aber manchem vereitelte der Himmel noch im letzten Augenblicke die lange gehegte Hoffnung. Von einem wahren Verhängnis wurde namentlich Le Gentil heimgesucht. Für den Durchgang von 1761 war er zu spät in Indien eingetroffen, und er entschloß sich nun, acht volle Jahre in Pondichéry zu warten, um wenigstens den Durchgang von 1769 zu beobachten. Am 3. Juni ließ sich zuerst alles günstig an; aber Wolken verhüllten kurz vor dem Eintritte der Venus die Sonne und raubten dem Forscher die Frucht achtjährigen Hoffens und Harrens.

Die Verzerrung des Planeten und der „schwarze Tropfen“ zeigte sich bei diesem wie beim vorangehenden Durchgange und überraschte und störte die Beobachter wieder, mit Ausnahme vielleicht der sehr wenigen, die auch den ersten Durchgang beobachtet hatten. Über die Entstehung dieser Erscheinung herrschten längere Zeit die verschiedensten Ansichten; heutzutage ist man sich jedoch darüber im klaren, daß es sich dabei um eine Diffraktionserscheinung handelt, die größtenteils zum Verschwinden gebracht wird, wenn das Objektiv des benutzten Fernrohres eine nicht zu kleine Öffnung besitzt.

Die Ergebnisse der Beobachtungen von 1769 stimmten besser als die von 1761 untereinander überein. Sonderbarerweise verfloß aber mehr als ein halbes Jahrhundert, ehe die verschiedenen Beobachtungen vollständig berechnet und diskutiert wurden. Es geschah dies erst durch Encke, der 1835 aus beiden Durchgängen als definitives Resultat für die Parallaxe den Wert 8″.57 ableitete.

Enckes Resultat wurde ohne irgendwelchen Zweifel zwanzig Jahre hindurch festgehalten. Erst 1854 zeigte Hansen bei Gelegenheit seiner Untersuchung der Mondbewegung, daß die beobachteten Mondörter nahe dem ersten und letzten Viertel nur durch eine Vergrößerung der Sonnenparallaxe und

dementsprechend durch Verminderung der Sonnenentfernung um ein Dreißigstel ihres ganzen Betrages dargestellt werden könnten. Die Existenz dieses Fehlers ist seitdem auf den verschiedensten Wegen bestätigt worden, und eine sorgfältige Neubearbeitung der Venusdurchgänge des 18. Jahrhunderts durch Newcomb hat gezeigt, daß auch diese bei einer anderen Diskussion des Beobachtungsmaterials und Benutzung genauerer Werte für die geographische Lage der Beobachtungsstationen zu einer Parallaxe von 8″.79 führen.

Die Kenntnis von der Unsicherheit in diesem Grundmaße der Astronomie vermehrte noch das Interesse, welches der am 9. Dezember 1874 wiederkehrende Venusdurchgang bei der Seltenheit des Ereignisses schon an und für sich erweckte. Pläne zur möglichst umfassenden und sorgfältigen Beobachtung wurden schon sehr früh ausgearbeitet, reiche Mittel von Regierungen, Akademien und Privatpersonen rechtzeitig gewährt, und so konnte man, in jeder Hinsicht wohl gerüstet, auf ein Gelingen der Beobachtungen mit großer Sicherheit rechnen. Die Dauer des Durchgangs betrug etwa $4\frac{1}{2}$ Stunden. Die nördlichste und die südlichste Beobachtungsstation waren um mehr als 100 Breitengrade voneinander entfernt, so daß die parallaktische Verschiebung des Weges, welchen die Venus auf der Sonnenscheibe zurücklegte, für diese Stationen einen sehr merklichen Betrag erreichte. Im ganzen waren mehr als 50 Expeditionen entsendet worden, darunter sechs von Deutschland, welche die Stationen Tschifu, Kerguelen, Auckland, Mauritius, Ispahan und Luxor besetzt hatten.

Der bedeutsamste Unterschied gegen die früheren Beobachtungen der Venusdurchgänge bestand darin, daß man sich diesmal nicht auf die Beobachtung der Ein- und Austritte und die Bestimmung der Dauer des Durchganges beschränkte. Die Beobachtung dieser vier Zeitmomente konnte an wichtigen Stationen durch Ungunst des Wetters zufällig vereitelt werden, und doch konnte während des Durchganges selbst die Venus längere oder kürzere Zeit vor der Sonne sichtbar sein. Es wurden deshalb während der ganzen Dauer des Durchganges mit Hilfe von Heliometern und photographischen Aufnahmen die Abstände der Venus vom Rande bzw. vom Mittelpunkte der Sonne gemessen. Außerdem wurden an vielen Orten mit Hilfe des Fadenmikrometers während der Zeiten des Ein- und Austrittes die Hörnerabstände der Venus gemessen, aus denen sich dann die genauen Momente der Berührung berechnen lassen.

Auch die Kontaktbeobachtungen selbst vernachlässigte man keineswegs. Im Gegenteil verwendete man die größte Sorgfalt auf Vermeidung der Fehlerquellen, die 1769 so viel Störung verursacht hatten. Um zu erfahren, von welcher Art und Ursache diese seien, und um die Beobachter sie vermeiden zu lehren, konstruierte man Modelle, die das Phänomen eines Venusdurchganges möglichst getreu nachahmten, und übte die Beobachter vorher an diesen ein.

Trotz aller dieser Vorbereitungen wurden aber doch die Beobachtungen des Durchganges selbst, zumal die Kontaktbeobachtungen, mehrfach durch unerwartete Erscheinungen beeinträchtigt. Der Hauptgrund, weshalb die künstlichen Modelle die Berührungen wesentlich anders zeigten, als sie sich nachher beim Durchgange selbst darstellten, lag in der Existenz einer ziemlich dichten Atmosphäre der Venus.

Die Werte der Sonnenparallaxe, welche aus den Beobachtungen der verschiedenen Expeditionen abgeleitet wurden, schwankten zwischen 8″.7 und 8″.9. Sie wurden aber durchweg nur als provisorisch angesehen und sollten erst mit den Resultaten des Durchganges von 1882 zusammen zu einem definitiven Werte verarbeitet werden. Noch größer als im Jahre 1874 war die Zahl der 1882 ausgesandten Expeditionen, für welche ganz Südamerika und die östliche Hälfte von Nordamerika die günstigsten Bedingungen boten. Das Deutsche Reich entsandte vier Expeditionen, von denen zwei in Nordamerika (Hartford, Conn., und Aiken, S. C.) und zwei in Südamerika (Bahia Blanca in Argentinien und Punta Arenas an der Magellanstraße) stationiert wurden. Außerdem befand sich noch in Südgeorgien eine Station von untergeordneter Bedeutung. Die ganze Dauer des Durchganges betrug über sechs Stunden.

Die Stationen wurden fast durchweg vom Wetter begünstigt, so daß die Beobachtungen zum größten Teile dem Programm entsprechend durchgeführt werden konnten. Viele Jahre dauerte es dann noch, bis die fast unerschöpfliche Fülle von Beobachtungen reduziert war. Aus der Gesamtheit der während der beiden Durchgänge von 1874 und 1882 seitens der deutschen und der amerikanischen Expeditionen ausgeführten Beobachtungen hat Newcomb schließlich einen endgültigen Wert für die Sonnenparallaxe hergeleitet. Danach führen die heliometrischen und photographischen Messungen zu dem Werte 8″.86, die Kontaktbeobachtungen dagegen zu dem wesentlich kleineren Werte 8″.79. Bouquet de la Grye hat aus den Beobachtungen des Venusdurchganges von 1882, welche an den elf französischen Stationen angestellt wurden, die Zahl 8″.80 als Wert der Sonnenparallaxe gefunden.

Es läßt sich leider nicht leugnen, daß die Ergebnisse der Venusexpeditionen dem enormen Aufwande an Fleiß, Mühe und Kosten nicht entsprochen haben, und wir sahen bereits im vorigen Kapitel, daß die Methode der kleinen Planeten mit viel geringerer Mühe weit genauere Resultate zu liefern vermag.

4. Andere Methoden zur Bestimmung der Sonnenentfernung.

Die Methoden zur Bestimmung der astronomischen Längeneinheit, welche wir bisher beschrieben, beruhen sämtlich auf der Messung von Parallaxen, d. h. von Winkeln, die im vorliegenden Falle selten 30″ übersteigen und daher nur sehr schwer mit der erforderlichen Genauigkeit gemessen

werden können. Aber die verfeinerten Untersuchungsmittel moderner Wissenschaft haben auch andere Methoden erstehen lassen, unter denen sich zwei befinden, von denen man eine gleiche Genauigkeit erhoffen kann, wie die auf dem Wege der Parallaxen erlangte. Von diesen Methoden beruht die eine auf der Wirkung der Anziehung der Sonne auf den Mond, die andere auf der Eigenschaft des Lichtes, einer merklichen Zeit zu seiner Fortpflanzung zu bedürfen.

Die Bewegung des Mondes um die Erde wird sehr bedeutend durch die Anziehungskraft der Sonne oder, strenger ausgedrückt, durch die Differenz ihrer Anziehung auf den Mond und auf die Erde beeinflußt. Ein Teil dieses Unterschiedes hängt von dem Verhältnisse zwischen den Entfernungen Erde-Sonne und Erde-Mond ab, so daß aus den Störungen der Mondbewegung durch die Sonne das Verhältnis dieser Entfernungen bestimmt werden kann. Da die Mondentfernung hinreichend scharf bekannt ist, so brauchen wir sie nur mit dieser Verhältniszahl zu multiplizieren, um die Sonnenentfernung zu erhalten. Die störende Kraft der Sonne zeigt sich nun darin, daß sie eine gewisse Ungleichheit in der Bewegung des Mondes hervorruft, infolge deren der Mond in der Nähe des ersten Viertels zwei Bogenminuten hinter seinem mittleren Orte zurückbleibt, in der Nähe des letzten Viertels dagegen seinem mittleren Orte um ebensoviel vorauseilt. Bei der Bestimmung dieser sogenannten *parallaktischen Ungleichheit* des Mondes haben wir also einen Winkel zu messen, der beträchtlich größer ist, als die planetarischen Parallaxen, die zur Bestimmung der Sonnenentfernung führen, so daß der Fehler bei Benutzung dieser Methode bedeutend kleiner sein würde, als bei der direkten Parallaxenmessung, wenn wir beide Winkel mit derselben Genauigkeit messen könnten. Dies ist aber keineswegs der Fall; denn der Ort des Mondzentrums, welchen wir für den genannten Zweck brauchen, läßt sich nicht direkt, sondern nur unter Zuhilfenahme von Beobachtungen der Ränder bestimmen, und das Schlimme ist, daß diese weder genau, noch gleichzeitig beobachtet werden können, vielmehr, wie leicht einzusehen ist, der eine Rand nur beim ersten, der andere nur beim letzten Viertel. Wir können also nicht mit Sicherheit sagen, wieviel von der beobachteten Ungleichheit reell ist, und wieviel auf Beobachtungsfehler kommt. Diese Unsicherheit war früher so groß, daß die Ungleichheit vor 1854 in Übereinstimmung mit dem Enckeschen Werte der Sonnenparallaxe zu 122″ angenommen werden konnte, und erst Hansen wies nach (s. S. 188f.), daß sie etwa 4″ größer sei. Hieraus schloß er dann, daß die Parallaxe der Sonne um ein Dreißigstel ihres Wertes vermehrt werden müsse.

Man hat sich seitdem viel Mühe gegeben, den genauen Betrag der Ungleichheit aus den Beobachtungen zu bestimmen. In neuerer Zeit ist man auf den Gedanken gekommen, nicht die Ränder des Mondes, sondern einen bestimmten, gut markierten Punkt der Mondoberfläche als Beobachtungs-

objekt zu wählen, z. B. den kleinen Krater Moesting A, wodurch eine größere Genauigkeit der Mondpositionsbestimmungen erreicht werden kann. Auch die Beobachtungen von Sternbedeckungen durch den Mond liefern für diesen genaue Positionen; besonders Battermann hat derartige Beobachtungen angestellt.

Als endgültigen Wert der Sonnenparallaxe aus den verschiedenen Bestimmungen der parallaktischen Ungleichheit des Mondes nimmt Newcomb den Betrag von 8″.79 an. Cowell berechnete aus den von 1847 bis 1901 in Greenwich angestellten Mondbeobachtungen die parallaktische Ungleichheit des Mondes zu 124″.9, die Sonnenparallaxe ebenfalls zu 8″.79, und Battermann fand aus seinen oben erwähnten Beobachtungen genau dieselben Beträge.

Die zweite, eben so schöne als im Prinzip einfache Methode der Bestimmung der Sonnenentfernung basiert auf dem Umstande, daß das Licht zu seiner Fortpflanzung einer merklichen Zeit bedarf. Man kann (vgl. nächstes Kapitel, erster Abschnitt) aus physikalischen Experimenten die Lichtgeschwindigkeit und aus gewissen astronomischen Erscheinungen (Aberration des Lichtes und Verfinsterungen der Jupitermonde) die Lichtzeit, d. h. die Zeit, die das Licht braucht, um die mittlere Distanz Sonne-Erde zurückzulegen, bestimmen. Newcomb nahm auf Grund seiner Messungen und der von Michelson die Lichtgeschwindigkeit zu 299 860 km an. Die Lichtzeit hat sich aus der Aberrationskonstante und aus den Verfinsterungen der Jupitermonde übereinstimmend zu $498^s.5$ ergeben. Um die Entfernung der Sonne zu erhalten, hat man nur diese beiden Zahlen miteinander zu multiplizieren; das Resultat ist 149½ Millionen km, und die entsprechende Parallaxe ist 8″.80. Auch wenn man denjenigen Wert der Aberrationskonstante benutzt, der sich aus spektroskopischen Beobachtungen ergeben hat, wird man zu genau demselben Werte der Sonnenparallaxe geführt.

Die beiden genannten Methoden, die Sonnenentfernung zu bestimmen, dürfen mit Recht, wenn sie in sorgfältiger Weise angewandt werden, als sehr genau gelten. Es gibt indessen noch einige andere, die, obschon sie weniger genau sind, doch Erwähnung verdienen. Eine der sinnreichsten wurde zuerst von Leverrier angewandt. Aus der Theorie der Gravitation ist bekannt, daß die Erde infolge der Anziehung des Mondes eine kleine Ellipse um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt beider Körper beschreibt, die dem Monatslauf des Mondes um die Erde oder genauer um das gemeinschaftliche Gravitationszentrum entspricht. Kennen wir die Masse (das Gewicht) des Mondes im Verhältnis zu der der Erde und seine Entfernung, so können wir danach den Halbmesser der erwähnten kleinen Bahn berechnen; in runder Zahl beträgt er 5000 km. Diese monatliche Oszillation der Erde wird eine entsprechende Oszillation (*lunare Gleichung*) in der Länge der Sonne bewirken, da ja die scheinbare Bewegung der letzteren das Spiegelbild der wirklichen Bewegung der ersteren ist, und durch Messung ihres scheinbaren Betrages

können wir dann die Entfernung der Sonne ermitteln. Die genaueste Bestimmung der lunaren Gleichung rührt von Hinks her (aus Beobachtungen des Planeten Eros); er fand dafür den Betrag 6″.43 und als den entsprechenden Wert der Sonnenparallaxe 8″.80.

Eine andere theoretische Methode ist gleichfalls von Leverrier vorgeschlagen und angewandt worden. Sie beruht auf dem Prinzip, daß, wenn die relativen Massen von Sonne und Erde bekannt sind, ihre Distanz gefunden werden kann durch Vergleichung der Strecke, die ein schwerer Körper an der Erdoberfläche in einer Sekunde durchfällt, mit der Strecke, die die Erde selbst in derselben Zeit gegen die Sonne hin fällt. Die Masse der Erde war aus ihrer Wirkung auf die Planeten Venus und Mars, deren Bahnen merklich durch sie gestört werden, bekannt, und Leverrier bestimmte nach dieser Methode die Sonnenparallaxe zu 8″.86. Durch Anbringung einer kleinen Korrektion, welche eine seiner Zahlen erfordert, wird sie auf 8″.83 reduziert. Newcomb hat auf ähnliche Weise den Einfluß der Erde auf die Bahnen der nächsten Planeten untersucht und aus der Bewegung der Knoten der Venusbahn die Sonnenparallaxe gleich 8″.77 gefunden.

Verbinden wir die Resultate aller der genannten Methoden, unter Berücksichtigung der Genauigkeit einer jeden, so folgt sicher, daß die Sonnenparallaxe sehr nahe gleich 8″.80 ist, die Entfernung der Sonne also $149^1/_2$ Millionen Kilometer beträgt. Die Unsicherheit dieser Zahlen dürfte nur etwa 0″.01 bzw. 170 000 km betragen.

Zum Schlusse möge hier noch eine Zusammenstellung der wichtigsten, nach den verschiedenen Methoden erhaltenen Werte der Sonnenparallaxe gegeben werden:

	″
Aus Gills Marsbeobachtungen auf Ascension	8.78
„ Heliometerbeobachtungen von kleinen Planeten	8.80
„ Beobachtungen des Planeten Eros 1900/01	8.81
„ den Venusdurchgängen 1874 und 1882 (Kontaktbeobachtungen)	8.79
„ „ „ „ „ „ (Distanzmessungen)	8.86
„ französischen Beobachtungen des Venusdurchganges 1882	8.80
„ der parallaktischen Ungleichheit des Mondes	8.79
„ der Lichtzeit und der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes	8.80
„ der lunaren Gleichung	8.80
„ der Bewegung der Knoten der Venusbahn	8.77

5. Sternparallaxen.

Die Gegner der Kopernikanischen Lehre konnten scheinbar keinen triftigeren Beweisgrund gegen dieselbe ins Feld führen, als das Fehlen einer Parallaxe der Fixsterne. Erinnern wir uns, daß die jährliche Parallaxe der Sterne die Richtungsänderung ist, welche durch die Bewegung der Erde um die Sonne verursacht wird. Eine der ältesten Methoden, nach der vermutlich

eine solche Parallaxe gesucht worden ist, erläutert Fig. 87. AB sei die Bahn der Erde um die Sonne S; R und T seien zwei Sterne, die einander genau gegenüber liegen, d. h. um 90° von der Sonne abstehen, wenn die Erde in A ist. Befindet sich nun nach sechs Monaten die Erde in B, so werden offenbar, wie die Figur zeigt, die Sterne R und T nicht mehr einander gegenüber liegen. Die Richtungen nach den beiden Sternen werden vielmehr einen von 180° verschiedenen Winkel einschließen, und zwar werden, wie man leicht sieht, die Sterne immer in der Richtung nach der Sonne verschoben erscheinen. Als man fand, daß auch die sorgfältigsten Beobachtungen keine solche Abweichung erkennen ließen, schien der Schluß unvermeidlich, daß die Erde sich nicht bewege. Wir haben gesehen, daß selbst Tycho Brahe auf diese Weise dazu gebracht wurde, die Kopernikanische Lehre zu verwerfen.

Als durch die Einführung des Fernrohres als Visierapparat die Messung sehr kleiner Winkel möglich wurde, war es natürlich, daß die Anhänger des Kopernikus sich bemühten, die jährliche Parallaxe der Sterne zu entdecken. Ein erster Schritt, das Fernrohr als Meßapparat auf die Bestimmung der

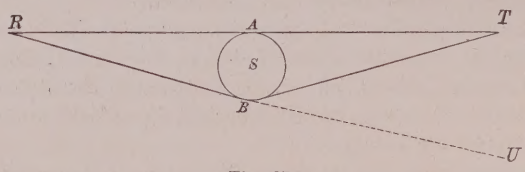


Fig. 87.

Sternparallaxen anzuwenden, wurde 1669 von Hooke in London unternommen. Er befestigte ein 36 Fuß langes Fernrohr vertikal in seinem Hause, das Objektiv in einer Öffnung des Daches, das Okular in einem der unteren Räume. Vom Objektiv hing nach einem Punkte unterhalb des Okulars ein feines Lot herab, welches eine vertikale Linie gab, von der aus gemessen werden konnte. Natürlich ließen sich mit einem solchen Fernrohre nur die wenigen helleren Sterne messen, die nahe durch den Zenit gingen. Hooke wählte einen der hellsten davon, γ Draconis, und beobachtete ihn in der Weise, daß er täglich beim Meridiandurchgange den Abstand seines Bildes vom Lot maß. Nach wenigen Beobachtungen wurde indessen das Objektiv durch Zufall zerbrochen, und der Versuch endete daher resultatlos.

In den Jahren 1701 bis 1704 versuchte Olaus Römer in Kopenhagen, die Summe der Parallaxen von Sirius und Wega nach dem in Fig. 87 dargestellten Prinzip zu ermitteln. Diese Sterne liegen nahe entgegengesetzt an der Himmelskugel, und der Winkel zwischen ihnen muß sich vom Frühling zum Herbst um beinahe die doppelte Summe ihrer Parallaxen ändern. Statt des Abstandes, der direkt nicht meßbar war, maß Römer am Passageninstrument den Unterschied der Zeiten des Durchganges durch den Meridian

und fand so die doppelte Summe der Parallaxen zu 4^s bis 6^s; Horrebow, der die Römerschen Beobachtungen nochmals berechnete, fand den Unterschied gleichfalls im Frühjahre um 4^s größer als im Herbst. Es ist begreiflich, daß Horrebow diesen Unterschied der Parallaxe, das heißt der Bewegung der Erde, zuschrieb und seiner Freude sogar in einer „Copernicus triumphans" (1727) betitelten Schrift Ausdruck gab. C. A. F. Peters hat aber gezeigt, daß die von Horrebow der Parallaxe zugeschriebene Differenz im wesentlichen von der Ungleichförmigkeit des täglichen Ganges der Uhr herrührte, eine Folge des Einflusses der täglichen Temperaturänderung auf ein unkompensiertes Pendel.

Unter den zahlreichen anderen Versuchen, welche die Astronomen des 18. Jahrhunderts — freilich vergeblich — machten, um eine Sternparallaxe zu entdecken, soll noch der von Bradley erwähnt werden, weil er zu der denkwürdigen Entdeckung der Aberration des Lichtes führte. Das Prinzip seines Instruments war dasselbe wie bei Hooke; er bestimmte nämlich die Zenitdistanz des Sternes γ Draconis beim Meridiandurchgang aus der Neigung eines Fernrohres gegen ein feines Lot. Seine Messungen waren sehr genau, so daß er mit Sicherheit anzugeben vermochte, die Parallaxe des Sternes müsse weniger als eine Bogensekunde betragen. Aber er fand dabei eine andere jährliche Oszillation von sehr merkwürdigem Charakter, die von der fortschreitenden Bewegung des Lichtes herrührt, und welche wir im nächsten Kapitel beschreiben wollen. Es ist in der Geschichte der Wissenschaften schon häufig vorgekommen, daß die Untersuchung irgendeiner Erscheinung zu Entdeckungen in wesentlich anderer Richtung und von ganz unerwartetem Charakter führte.

Da es ermüden würde, wenn wir alle die Anstrengungen im einzelnen beschreiben wollten, die von verschiedenen Astronomen des 18. Jahrhunderts und der ersten Jahrzehnte des vorigen Jahrhunderts gemacht worden sind, um die Sternparallaxen zu ermitteln, so möge die Bemerkung genügen, daß sie im allgemeinen auf absoluten Messungen beruhten (Zenitdistanzen) oder auf der Messung großer, durch die Uhr ermittelter Rektaszensionsdifferenzen. In beiden Fällen mußten meist bedeutende Winkel gemessen werden, welche infolge der Temperaturwirkungen auf die Instrumente und aus manchen anderen Gründen stets sehr unsicher blieben. Die Resultate aller dieser Messungen sind daher auch illusorisch gewesen.

Im zweiten Jahrzehnt des 19. Jahrhunderts versuchte Bessel auf anderem Wege zum Ziele zu gelangen. Er maß, wie Römer, Rektaszensionsunterschiede am Durchgangsinstrumente, machte sich aber von Uhrgang und Instrumentalfehlern dadurch möglichst frei, daß er nur scheinbar nahe beieinander gelegene Sterne beobachtete. Das Endresultat war aber auch für ihn unbefriedigend, da die Genauigkeit seiner Beobachtungen doch nicht groß genug war. Im Prinzip ist Bessels Methode aber durchaus identisch

mit der neuerdings von Kapteyn vorgeschlagenen Methode der Parallaxenbestimmung am Meridiankreise, auf die wir weiter unten eingehen werden.

Dies war der Zustand der Dinge bis in die dreißiger Jahre des 19. Jahrhunderts. Jede spätere und genauere Untersuchung hatte fast immer geringere bzw. verschwindende Parallaxen für die untersuchten Sterne ergeben, und eine gewisse Resignation diesem Problem gegenüber hatte sich bei den meisten Astronomen eingestellt. Nur Bessel und Struve verzweifelten an der Lösung der Aufgabe nicht, aber sie sahen ein, daß sie anders angegriffen werden mußte, und daß die Parallaxen nicht durch Kreise oder Uhren, sondern durch mikrometrische Messungen bestimmt werden müßten. Die Idee dieser Methode ist fast so alt als die Erfindung des Fernrohres. Schon Galilei und Huygens sprachen die Vermutung aus, daß, wenn ein heller und ein schwacher Stern im Gesichtsfelde des Fernrohres nahe beieinander ständen, relative Parallaxen sich zu erkennen geben müßten, da der hellere Stern aller Wahrscheinlichkeit nach uns viel näher sei als der schwächere. Wäre z. B. der eine Stern dreimal so weit entfernt als der andere, so würde seine durch die Parallaxe hervorgerufene scheinbare Bewegung nur ein Drittel von der des anderen sein, und es würde eine Parallaxe gleich zwei Dritteln von der des näheren Sternes übrig bleiben, welche entdeckt werden könnte, wenn man den Winkelabstand beider Sterne Tag für Tag ein Jahr hindurch mäße. Solche Überlegungen veranlaßten gegen Ende des 18. Jahrhunderts W. Herschel, den Doppelsternen besondere Aufmerksamkeit zu schenken. Er maß in den achtziger Jahren eine ganze Reihe in der ausgesprochenen Absicht, eine Parallaxe zu finden. Als sich aber, bei eifrigem Suchen nach geeigneten Objekten, deren Zahl außerordentlich stark vermehrte, kam er zu der schon früher besonders von Christian Mayer verfochtenen Ansicht, daß wir es bei ihnen nicht mit nur scheinbar nahe beieinander stehenden, sondern mit wirklich benachbarten Sternen zu tun hätten, daß also die Doppelsterne im allgemeinen nicht zur Parallaxenbestimmung dienen könnten.

Die Wahrscheinlichkeit, daß ein bestimmter Stern eine meßbare Parallaxe besitzt, ist nur sehr gering. Unter der Voraussetzung, daß die Sterne durchschnittlich von gleicher Leuchtkraft sind, ist es klar, daß die helleren Sterne im allgemeinen auch die näheren sein werden; andererseits werden auch, wenn man annimmt, die Bewegungen der Sterne seien durchschnittlich etwa die gleichen, die besonders stark bewegten Sterne die näheren sein. Es werden also einesteils die hellen Sterne, anderenteils diejenigen von großer *Eigenbewegung* der Entdeckung einer Parallaxe günstig sein. Die beiden Astronomen, denen wir die Entdeckung der ersten sicheren Parallaxen verdanken, gingen von diesen beiden Voraussetzungen aus, der eine von dieser, der andere von jener; aber auch ihnen hätte die Bestimmung nicht gelingen können, wären sie nicht durch die feinsten Meßapparate unterstützt worden, die sie auf das vollkommenste zu benutzen verstanden.

Als Bessel in Königsberg Ende 1829 das Fraunhofersche Heliometer erhielt, beschloß er sogleich, es auch zur Parallaxenbestimmung zu verwenden, er kam aber erst im August 1837 dazu. Als Objekt hatte er den Doppelstern 61 Cygni gewählt, der die größte damals bekannte Eigenbewegung zeigte, indem er seinen Ort unter den benachbarten Sternen um volle 5″ im Jahre ändert. Diese Bewegung ist so groß, daß ziemlich sicher auf eine merkliche Parallaxe gerechnet werden durfte, obschon die beiden Komponenten dieses Sternpaares nicht heller als 5. bis 6. Größe sind. Und in der Tat, die Bemühungen Bessels wurden belohnt. Aus der ersten, von August 1837 bis Oktober 1838 fortgesetzten Beobachtungsreihe fand er die Parallaxe von 61 Cygni relativ zu zwei schwächeren, symmetrisch stehenden Sternen zu 0″.31. Das Endresultat aller seiner Messungen war 0″.5. Die Realität dieser Parallaxe konnte nicht bezweifelt werden; man hatte hier zum ersten Male die Entfernung eines Fixsternes nach einer Methode bestimmt, die volles Vertrauen verdiente. Spätere, zahlreiche Messungen der Parallaxe von 61 Cygni haben den Besselschen Wert im wesentlichen bestätigt. Gegenwärtig kann man als wahrscheinlichsten Wert 0″.32 annehmen.

Der Stern, den W. Struve in Dorpat zur Bestimmung der relativen Parallaxe wählte, war Wega (α Lyrae). Eine bedeutende Eigenbewegung hat dieser Stern zwar nicht, aber er ist einer der hellsten des Sternhimmels, so daß man allen Grund hatte, ihn zu den uns näheren zu rechnen. Der Vergleichstern, den Struve benutzte, war ein Stern 10. Größe in etwa 43″ Entfernung; als Mikrometerapparat wurde das Fadenmikrometer des neunzölligen Dorpater Refraktors verwendet. Das Resultat, welches sich aus den Messungen von November 1835 bis August 1838 ergab, war eine relative Parallaxe von einer Viertelsekunde. Spätere Untersuchungen haben geringere Werte ergeben; gegenwärtig nimmt man die Parallaxe von Wega zu 0″.12 an, so daß also Wega, obschon etwa 100mal so hell als jede der Komponenten von 61 Cygni, doch mehr als 3 mal so weit von uns entfernt ist. Die Entfernung von 206 265 Erdbahnhalbmessern, der eine Parallaxe von 1″ entspricht, nennt man eine *Sternweite* (oder auch „parsec"); der Stern 61 Cygni wäre also etwa 3″.1 Sternweiten von uns entfernt, Wega dagegen ungefähr 8 Sternweiten. Daneben wird auch als Einheit für die Entfernungen der Fixsterne das *Lichtjahr* gebraucht, d. h. die Strecke, welche das Licht in einem Jahre zurücklegt. Einer Parallaxe von 1″ entspricht eine Entfernung von 3.26 Lichtjahren, so daß 61 Cygni 10, Wega etwa 27 Lichtjahre von uns entfernt ist. Um aus den durch die Beobachtungen gefundenen relativen Parallaxen die wirklichen (absoluten) Parallaxen zu finden, hat man an erstere Korrektionen anzubringen, welche von den Parallaxen der benutzten Vergleichsterne abhängen. Diese Parallaxen sind aber unbekannt, und streng genommen ist daher die Reduktion der relativen Parallaxen auf absolute unmöglich. Da aber die Vergleichsterne in der Regel sehr viel weiter entfernt sind, als der

Stern, dessen Abstand man bestimmen will, so genügt es, für ihre Parallaxen gewisse Durchschnittswerte anzunehmen, welche von den Helligkeiten der Vergleichsterne abhängen. So ist die Reduktion wenigstens angenähert möglich.

Ungefähr zu derselben Zeit, als Bessel und Struve ihre ersten Messungen relativer Parallaxen anstellten, untersuchte Henderson am Kap der Guten Hoffnung den hellsten Doppelstern des Himmels, α Centauri, auf seine Parallaxe. Die Beobachtungen Hendersons bestanden in der Messung von Zenitdistanzen mit dem Mauerkreise und waren daher absolute Bestimmungen. Aus einer Diskussion seiner eigenen Beobachtungen und einer Messungsreihe seines Nachfolgers Maclear fand Henderson die Parallaxe von α Centauri gleich etwa 1″. Durch Heliometermessungen haben Elkin und Gill neuerdings für die Parallaxe dieses Sternes den Wert 0″.76 gefunden, und diese Zahl verdient sehr viel mehr Vertrauen als jener ältere Wert. Überhaupt hat sich das Heliometer auf dem Gebiete der Parallaxenbestimmung vortrefflich bewährt, und eine große Zahl von Parallaxen ist mit diesem Instrument gemessen worden. So haben Chase, Elkin und Smith mit dem großen Heliometer der Yale-Sternwarte in Nordamerika die Parallaxen von nicht weniger als 244 Sternen untersucht, die sich durch große Eigenbewegung oder Helligkeit auszeichnen. Unter den von ihnen erhaltenen Parallaxenwerten liegen nur 4 zwischen 0″.30 und 0″.39, 4 zwischen 0″.20 und 0″.29 und 46 zwischen 0″.10 und 0″.19. Unter den deutschen Astronomen hat sich besonders Peter in Leipzig auf diesem Gebiete große Verdienste erworben.

Mit noch größerer Genauigkeit, als sie das Heliometer ermöglicht, und mit geringerem Arbeitsaufwand kann man die Entfernungen der Fixsterne auf photographischem Wege messen. Statt die Lage eines Sternes relativ zu den Vergleichsternen direkt am Himmel mit einem Mikrometer oder Heliometer zu bestimmen, photographiert man den betreffenden Teil des Himmels mit Hilfe eines Refraktors oder eines Spiegelteleskops und mißt die Lage der Bilder der Sterne auf der Platte unter dem Mikroskop aus. Wiederholt man die Aufnahmen mehrfach während eines Jahres, so wird das Bild eines Sternes mit merklicher Parallaxe gegen die Bilder der übrigen Sterne auf den einzelnen Platten eine verschiedene Lage haben, und aus diesen natürlich äußerst kleinen Verschiebungen läßt sich die Parallaxe des Sternes ermitteln. Das Prinzip der Parallaxenbestimmung ist also hier genau dasselbe wie bei der Anwendung des Heliometers. Der erste Astronom, der (zu Anfang der siebziger Jahre des 19. Jahrhunderts) systematisch photographische Aufnahmen zur Parallaxenbestimmung machte, war der Amerikaner Rutherfurd; die von ihm erhaltenen Platten sind aber erst viel später, von Jacoby u. a., teilweise verwertet worden. In Europa war Pritchard in Oxford auf diesem Gebiete bahnbrechend; doch sind die von ihm ermittelten Parallaxen wenig genau. Später haben dann auch andere Astronomen auf photographischem Wege die Entfernungen von Fixsternen gemessen. Besonders

sei hier die von Schlesinger mit dem großen Refraktor der Yerkes-Sternwarte ausgeführte Beobachtungsreihe hervorgehoben. Obwohl dieses Instrument kein photographisches, sondern ein für visuelle Strahlen achromatisiertes Objektiv besitzt, konnte Schlesinger es doch unter Verwendung von gelbempfindlichen Platten zu photographischen Aufnahmen benutzen und so die Parallaxen von 25 Sternen mit hoher Genauigkeit ableiten. Die große Brennweite des Yerkes-Refraktors läßt dieses Instrument als besonders für den vorliegenden Zweck geeignet erscheinen, da die mit ihm hergestellten Aufnahmen einen so großen Maßstab besitzen, daß selbst sehr kleine parallaktische Verschiebungen auf ihnen noch sicher meßbar sind. Durch den Erfolg der Arbeiten Schlesingers und anderer veranlaßt, haben sich dann 1914 mehrere, hauptsächlich amerikanische Sternwarten, die im Besitz großer Instrumente sind, zu einer Arbeitsgemeinschaft vereinigt, um die photographische Bestimmung von Sternparallaxen in größtem Umfange zu betreiben. Dieses Unternehmen hat uns bereits die Kenntnis zahlreicher Sternparallaxen vermittelt; so waren allein von dem Allegheny-Observatorium Anfang 1922 deren schon 365 veröffentlicht, von dem Leander McCormick Observatory der Universität von Virginia 260. Wir dürfen hoffen, daß wir in wenigen Jahren einige Tausend Sternparallaxen kennen werden, während noch 1900 die Zahl der einigermaßen genau bekannten nur gegen 60 betrug.

Interessant sind auch die Versuche von Kapteyn, welcher eine Methode vorgeschlagen und erprobt hat, mit möglichst geringer Mühewaltung eine größere Zahl von Parallaxen zu bestimmen. Sein Verfahren ist das folgende. Man photographiert einen bestimmten Teil des Himmels, läßt aber die Platte vorläufig unentwickelt und wiederholt nach einem halben Jahre die Aufnahme mit derselben Platte, jedoch in der Weise, daß die Bilder der Sterne bei der zweiten Aufnahme dicht neben die der ersten fallen. Hat nun irgendeiner der Sterne eine merkbare Parallaxe, so wird er durch seine jährliche parallaktische Bewegung zur Zeit der beiden Aufnahmen in entgegengesetztem Sinne verschoben sein. Der Abstand der beiden Bilder dieses Sternes wird also verschieden sein von dem Abstande der beiden Bilder derjenigen Sterne, die keine merkliche Parallaxe besitzen, und es ist daher möglich, seine Parallaxe relativ zu den letzteren zu bestimmen. Von Kapteyn, de Sitter, Kostinsky u. a. sind einige Teile des Himmels in dieser Weise auf Parallaxen hin untersucht worden. Besondere Erwähnung verdient die von den beiden Erstgenannten ausgeführte Bestimmung der Entfernung der als „Hyaden“ bezeichneten Sterngruppe, für welche sich im Mittel die sehr kleine Parallaxe von 0″.023 ergeben hat. Das Vertrauen, das man früher dieser Methode der Parallaxenbestimmung schenkte, hat indessen durch Untersuchungen von Strömgren und von Voûte etwas Einbuße erlitten.

Mit Hilfe des Heliometers, des Mikrometers und der photographischen Aufnahmen erhält man relative Parallaxen, die uns nur dann die wirklichen

Entfernungen liefern, wenn die Vergleichsterne unendlich weit entfernt sind. Die Bestimmung absoluter Fixsternparallaxen ist, wie wir gesehen haben, sehr viel schwieriger, und sie ist daher auch, nachdem Bessel und Struve die Vorteile der Messung relativer Parallaxen klargelegt hatten, im 19. Jahrhundert nur noch einmal in ausgedehnter Weise zur Ausführung gelangt. Dies geschah in den vierziger Jahren durch C. A. F. Peters, der mit dem Vertikalkreis der Sternwarte zu Pulkowa eine Reihe hellerer Sterne durch Messung der Zenitdistanzen im Meridian auf ihre Parallaxen prüfte. So sorgfältig seine Beobachtungen auch waren, so besitzen ihre Resultate doch nicht die erforderliche Genauigkeit. Man hat daher lange Zeit hindurch den Meridiankreis überhaupt als ungeeignet zu Parallaxenmessungen betrachtet, bis Kapteyn darauf hinwies, daß dieses Instrument bei geschickter Anordnung der Beobachtungen und sorgfältiger Eliminierung der Fehlerquellen recht wohl zur Bestimmung relativer Parallaxen benutzt werden kann, wie es ja auch schon Bessel, wenn auch ohne Erfolg, versucht hatte (s. S. 195). Kapteyn maß mit Hilfe des Meridiankreises und der Uhr die Rektaszensionsunterschiede zwischen dem Sterne, dessen Parallaxe er ermitteln wollte, und einigen demselben nahe vorausgehenden und folgenden Sternen von nahezu gleicher Deklination. Im Laufe des Jahres ändern sich infolge der parallaktischen Verschiebung diese Unterschiede, und es kann daher die relative Parallaxe des Sternes gegen die Vergleichsterne gefunden werden. Flint in Madison (Nordamerika) hat die Parallaxen von ungefähr 200 Sternen auf diesem Wege bestimmt; in Deutschland hat Großmann in München eine noch weit größere Arbeit dieser Art unter Anwendung des Repsoldschen unpersönlichen Mikrometers durchgeführt; sie umfaßt nicht weniger als 765 Sterne. Die Sicherheit dieser Bestimmungen kann aber nicht mit derjenigen der photographisch gemessenen Parallaxen konkurrieren, und diese Methode ist daher höchstens für Durchmusterungsarbeiten zu empfehlen.

Ferner sei noch eine Methode der Parallaxenbestimmung erwähnt, die nur auf Doppelsterne anwendbar ist. Im nächsten Kapitel werden wir sehen, daß man auf spektroskopischem Wege die Bewegung der Sterne in der Gesichtslinie (Radialgeschwindigkeit) ermitteln kann, d. h. es läßt sich feststellen, um wieviel Kilometer in der Sekunde ein Stern sich uns nähert oder sich von uns entfernt. Kennt man diese Bewegung bei den Komponenten eines Doppelsternes, und kennt man außerdem die Elemente der elliptischen Bahn, welche die eine Komponente relativ zur andern beschreibt, so kann man die Entfernung des Doppelsternes berechnen. Auf diesem Wege fand Hussey die Parallaxe des Doppelsternes δ Equulei zu 0.″07, Wright diejenige von α Centauri zu 0.″73, Henroteau die von $\varkappa$ Pegasi zu 0.″025.

Einen weiteren speziellen Fall, in dem eine Parallaxenbestimmung möglich ist, bieten die sogenannten „Sternströme“ dar, d. h. Gruppen von Sternen,

welche sich einander parallel und mit gleicher Geschwindigkeit durch den Raum bewegen. Wir werden des näheren auf diese Sternströme in dem Abschnitt über die Bewegungen der Fixsterne eingehen; hier soll nur erörtert werden, wie es möglich ist, die Entfernungen der Mitglieder eines solchen Systems zu berechnen. Wenn sich mehrere Sterne in parallelen, geradlinigen Bahnen im Weltraum bewegen, so werden diese Bahnen für einen Beobachter, wo er sich auch befinden möge, nach den Gesetzen der Perspektive nach einem bestimmten Punkt hin zu konvergieren scheinen; ihre Bewegungen an der Sphäre sind also nach einem bestimmten Punkt, dem Konvergenzpunkt, gerichtet. Die Lage dieses Punktes kann leicht ermittelt werden, indem man beispielsweise auf einen Himmelsglobus die Richtungen der Eigenbewegungen der Sterne aufträgt und bis zu ihrem gemeinschaftlichen Schnittpunkte, der eben der Konvergenzpunkt ist, verlängert. Rechnerisch kann die Bestimmung des Konvergenzpunktes natürlich weit schärfer geschehen als nach dieser graphischen Methode. Da die Sterne sich in parallelen Linien bewegen, so liegt der Konvergenzpunkt unendlich weit entfernt, und daher sind die Linien von einem der Sterne und von der Erde zum Konvergenzpunkt einander parallel, d. h. diese Linien schließen mit der über den Stern hinaus verlängerten Verbindungslinie Erde-Stern (dem „Visionsradius") gleiche Winkel ein. Der Winkel Stern-Erde-Konvergenzpunkt ist aber offenbar der an der Sphäre gemessene Winkelabstand S des Sternes vom Konvergenzpunkt, die Linie Stern-Konvergenzpunkt bildet also nach dem Gesagten mit der Verlängerung des Visionsradius diesen selben Winkel S. Die Bewegung des Sternes geht nun in der Linie Stern-Konvergenzpunkt vor sich, S ist demnach mit anderen Worten der Winkel, den die Bewegung des Sternes mit der Verlängerung des Visionsradius einschließt, und dieser Winkel ist nach den vorstehenden Überlegungen zahlenmäßig bekannt. — Ist nun für einen der Sterne des Stromes seine Bewegungskomponente im Visionsradius, die Radialgeschwindigkeit, bestimmt worden, so kann aus dieser und dem Winkel S die Geschwindigkeit seiner Bewegung im Raume berechnet werden; aus dieser und der Radialgeschwindigkeit läßt sich ferner nach den einfachen Gesetzen der Zusammensetzung geradliniger Bewegungen auch die Bewegungskomponente senkrecht zum Visionsradius finden. Diese Bewegungskomponente ist aber andererseits als „Eigenbewegung" des Sternes auch in Winkelmaß bekannt. Wir wissen demnach, unter welchem Winkel eine bestimmte Strecke in der Entfernung des Sternes erscheint, können also seine Entfernung unmittelbar angeben. Die entsprechende Rechnung kann man für alle Sterne des Systems ausführen. Einen besonders merkwürdigen Sternstrom bilden die Hyaden und eine Anzahl sie umgebender Sterne; nach der eben auseinandergesetzten Methode ergab sich für sie eine Parallaxe von 0″.025, während Kapteyn, wie schon erwähnt, durch direkte Messungen in vortrefflicher Übereinstimmung den Wert 0″.023 fand.

Eine höchst eigenartige Methode, Parallaxen von Fixsternen zu bestimmen, muß hier gleichfalls noch auseinander gesetzt werden. Man bezeichnet sie als die spektroskopische Parallaxen-Methode; sie ist von Kohlschütter erdacht und erprobt worden. Man kann, wie leicht ersichtlich, für einen Stern von bekannter Entfernung aus der mit einem Photometer gemessenen scheinbaren Helligkeit die wirkliche oder absolute Helligkeit berechnen, also z. B. angeben, wievielmal so hell als die Sonne der betreffende Stern ist. Es hat sich nun gezeigt, daß die relativen Intensitäten gewisser Absorptionslinien im Spektrum der Sterne von deren absoluter Helligkeit abhängen. Mit Hilfe von Sternen bekannter Entfernung läßt sich also eine Beziehung zwischen der absoluten Helligkeit und jenen Linien-Intensitäten aufstellen. Hat man diese Beziehung einmal ermittelt, so kann man sie benutzen, um aus den Intensitäten jener Linien im Spektrum eines Sternes unbekannter Entfernung seine absolute Helligkeit zu berechnen. Aus dieser und der uns bekannten scheinbaren Helligkeit folgt dann aber unmittelbar die Entfernung des Sternes. Adams und seine Mitarbeiter haben bereits einen Katalog von 1646 auf diese Weise bestimmten Parallaxen veröffentlicht. Die Methode ist aber einstweilen nur auf Sterne der Spektralklassen *F* bis *M* anwendbar (über die Spektralklassen siehe das Kapitel über die physische Beschaffenheit der Sterne).

Bei den Messungen von Parallaxen hat man mitunter auch negative Werte gefunden. Eine solche negative Parallaxe bedeutet im Falle von absoluten Messungen, daß die Richtungslinien von den entgegengesetzten Punkten der Erdbahn nicht nach einem bestimmten Punkte, dem Orte des Sternes, konvergieren, sondern daß sie divergieren, und daß es also keine Lage (Entfernung) des Sternes gibt, die den Beobachtungen entspricht. Bei relativen Parallaxen braucht aber der Grund dieser Erscheinung nicht in Beobachtungsfehlern zu liegen; sie kann vielmehr auch davon herrühren, daß der Vergleichstern uns näher steht als der, dessen Parallaxe man bestimmen wollte.

Im nachstehenden geben wir ein Verzeichnis der bisher gemessenen Parallaxen, soweit sie 0″.15 und darüber betragen. Die Sterne in der Tabelle sind teils nach den Sternbildern bezeichnet, teils auch nach den Sternkatalogen (von Piazzi, Bradley u. a., B.D. = Bonner Durchmusterung), denen sie entnommen sind. Die zweite Kolumne gibt die Helligkeit in Größenklassen an, bei Doppelsternen die Helligkeit beider Komponenten. Einige erst unsicher bestimmte Parallaxen, namentlich von einigen schwächeren Sternen, sind fortgelassen, andere durch einen Doppelpunkt als unsicher gekennzeichnet. Alle Parallaxen, bei denen letzteres nicht der Fall ist, sind durch mehrere unabhängige Beobachtungsreihen sichergestellt. Die Tabelle enthält nur solche Parallaxen, welche direkt gemessen und nicht durch eine der oben

geschilderten indirekten Methoden der Parallaxenbestimmung erhalten worden sind.

Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren	Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren
	m	″			m	″	
Proxima Centauri[1])	11.0	0.77	4.2	σ Draconis	4.8	0.20	16
α Centauri	0.3; 1.7	0.76	4.3	70p Ophiuchi	4.3; 6.0	0.20	16
Barnards Pfeilstern[2])	9.6	0.53	6.1	o_2 Eridani	4.5	0.19	16
Lalande 21185	7.4	0.41	7.9	ξ Bootis	4.7; 6.6	0.19	16
α Canis majoris	—1.6	0.37	8.7	Lalande 46650	9.0	0.19	16
AR = $11^h\,12^m$, δ =				η Cassiopeiae	3.6	0.19	17
— 57° 0′	12	0.34:	9.5	Piazzi 14^h 212	6.0; 7.3	0.19	17
Cord. Zon. 5° 243	8.3	0.32:	10	B. D. 56° 532	9.5	0.19:	17
τ Ceti	3.6	0.32	10	Lacaille 7194	5.7	0.19:	17
ε Eridani	3.8	0.32	10	Groombridge 1618	6.8	0.18	17
61 Cygni	5.6; 6.3	0.32	10	μ Cassiopeiae	5.2	0.18:	17
α Canis minoris	0.5	0,31	10	Lalande 18115	7.9; 7.9	0.18	18
Lacaille 9352	7.4	0.29:	11	B. D. 55° 581	9.1	0.18:	18
Groombridge 34	8.1	0.29	11	Lalande 24774	8.2	0.18:	18
Posit. mediae 2164	8.7; 9.3	0.28	11	Bradley 3077	5.6	0.18	18
ε Indi	4.7	0.28:	11	36 Ophiuchi	5.3; 5.3	0.18:	18
Arg.-Oeltz. 11677	9.1	0.27:	12	Burnham 416	5.9; 10.0	0.17:	18
Krüger 60	9.3; 10.8	0.27	12	Cord. Zon. 32416	8.3	0.17:	18
Arg.-Oeltz. 17415	9.3	0.26	12	B. D. 56° 537	9.4	0.17:	19
AR = $0^h\,44^m$, δ =				Weisse 5^h 592	8.7	0.16	19
+ 4° 55′	12.3	0.25	13	$\varkappa$ Tucanae	5.0	0.16:	20
Lacaille 8760	6.6	0.25	13	Piazzi 0^h 189	5.8; 7.2	0.16	20
Lalande 26481	7.8	0.24	13	B. D. 13° 5006	8.0	0.16:	20
Bradley 1584	6.1	0.23	14	ξ Ursae majoris	4.4; 4.9	0.16	20
Lalande 25372	8.7	0.21	15	Gron. Areal VIII, 234	10.3	0.16:	20
α Aquilae	0.9	0.21	15	π^3 Orionis	3.3	0.15:	21
Weisse 16^h 906	8.9	0.21:	15	e Eridani	4.3	0.15:	21
Lalande 21258	8.7	0.20	16	Lacaille 353	7.0	0.15:	21
				Bradley 3212	6.2	0.15:	21

Es ist sehr auffällig, daß von den hellsten Sternen, die fast alle auf ihre Parallaxe hin untersucht worden sind, nur wenige eine große Parallaxe besitzen In der Tat enthält die obige Tabelle nur vier von den Sternen erster Größe; für die anderen geben wir hier die jetzt angenommenen Parallaxenwerte:

[1]) Ein von Innes entdeckter schwacher Begleiter von α Centauri, der 2° 11′ von α Centauri entfernt ist und dieselbe Eigenbewegung besitzt.

[2]) Dies ist der Stern mit der größten bekannten Eigenbewegung von über 10″ im Jahr, die zuerst von Barnard bemerkt wurde; der Stern befindet sich im Sternbilde Ophiuchus.

	″		″
α Carinae . . .	0.01	α Crucis	0.05
α Lyrae	0.12	α Tauri	0.06
α Aurigae . . .	0.07	α Virginis . . .	0.01
α Bootis	0.12	β Geminorum .	0.06
β Orionis . . .	0.02	α Scorpii . . .	0.03
α Eridani . . .	0.05	α Piscis austr. .	0.14
β Centauri . . .	0.04	α Cygni	0.00
α Orionis . . .	0.03	α Leonis . . .	0.03

Diese Zahlen beweisen, wie wenig wir berechtigt sind, aus großer Helligkeit ohne weiteres auf große Nähe des Sternes zu schließen. Andererseits lehrt uns die Tabelle, daß viele schwache Sterne, deren Parallaxen wegen ihrer großen Eigenbewegung gemessen wurden, der Erde verhältnismäßig nahe sind. Im allgemeinen scheint überhaupt starke Eigenbewegung ein besseres Anzeichen großer Parallaxe zu sein als große Helligkeit. Kapteyn hat im Jahre 1901 mit Benutzung der bis dahin zuverlässig bestimmten Parallaxen eine Untersuchung über die Beziehungen zwischen Parallaxe, Helligkeit und Eigenbewegung angestellt, nachdem früher schon von Oudemans, Gyldén u. a. ähnliche Arbeiten ausgeführt worden waren, und Kapteyns Schüler van Rhijn hat im Jahre 1915 diese Untersuchung unter Zugrundelegung des inzwischen sehr angewachsenen Materials an bekannten Parallaxen wiederholt. Es hat sich herausgestellt, daß für Sterne verschiedener Spektralklassen die erwähnten Beziehungen verschieden ausfallen. Die folgende Tabelle gibt in stark abgekürzter Form van Rhijns Ergebnisse wieder:

Gr. / EB	Spektralklasse B				Spektralklasse A				Spektralklassen F, G, K			
	1.0	3.0	6.0	9.0	1.0	3.0	6.0	9.0	1.0	3.0	6.0	9.0
	″	″	″	″	″	″	″	″	″	″	″	″
0.0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
0.1	0.04	0.03	0.02	0.02	0.03	0.02	0.02	0.01	0.03	0.02	0.02	0.01
0.2	0.07	0.06	0.04	0.03	0.05	0.04	0.03	0.02	0.05	0.04	0.03	0.02
0.5					0.10	0.08	0.06	0.04	0.09	0.07	0.05	0.04
1.0					0.17	0.14	0.10	0.07	0.15	0.12	0.08	0.06
2.0					0.30	0.24	0.17	0.12	0.24	0.19	0.14	0.10
4.0									0.38	0.30	0.22	0.16

Für einen Stern der Spektralklasse *A* und der Größe 3.0 mit einer Eigenbewegung von 1″0 im Jahre ist also z. B. eine Parallaxe von 0″14 zu erwarten. Selbstverständlich aber kann die Tabelle nicht in jedem einzelnen Falle den richtigen Wert der Parallaxe geben, sie stellt vielmehr nur die durchschnittlichen Verhältnisse dar. Daß die Tabelle für Sterne der Spektralklassen *B* und *A* unvollständig ist, hat seinen Grund darin, daß größere Eigenbewegungen bei diesen Sternen, namentlich den *B*-Sternen, nur selten sind. Es ist übrigens wahrscheinlich, daß für sehr kleine Eigenbewegungen die Tabelle zu kleine Werte der Parallaxen ergibt.

KAPITEL IV.

Das Licht.

1. Die Bewegung des Lichtes.

Wir wissen, daß wir einen von uns betrachteten Stern nicht so sehen, wie er jetzt ist, sondern wie er vor vielen Jahren war, da das Licht, welches von ihm ausging, Jahre, vielleicht Jahrzehnte und mehr gebraucht hat, um zu uns zu gelangen. Wir würden den Stern, falls er jetzt plötzlich erlöschen sollte, doch noch jahrelang sehen, ehe er unseren Blicken entschwände.

Es waren die Beobachtungen der großen Jupitersatelliten, die zuerst zu erkennen gaben, daß Erscheinungen in den fernen Himmelsräumen ihrer Wahrnehmung um einen mehr oder weniger großen Zeitraum voraus waren, daß also die Geschwindigkeit des Lichtes, die man bis dahin meist für unendlich groß gehalten hatte, endlich ist. Diese Himmelskörper, die den Jupiter in weit kürzerer Zeit umkreisen, als der Mond die Erde, werden wegen der geringen Neigung ihrer Bahnen und der Größe des Jupiter und seines Schattens fast bei jedem Umlauf — die drei inneren Trabanten sogar bei jedem — verfinstert. Die verhältnismäßig große Genauigkeit, mit der man die Zeiten ihres Verschwindens im Jupiterschatten beobachten konnte, und der Wert, den solche Beobachtungen für Längenbestimmungen hatten, führte die Astronomen des 17. Jahrhunderts zur Berechnung von Tafeln für die Erscheinungszeiten dieser Finsternisse. Olaus Römer (damals in Paris) fand nun um 1676, als er die Tafeln seiner Vorgänger, speziell D. Cassinis, verbessern wollte, daß diese Finsterniszeiten nicht durch eine gleichmäßige Bewegung der Satelliten dargestellt werden konnten. War Jupiter in Opposition mit der Sonne und die Erde ihm also am nächsten, so stimmten Beobachtung und Rechnung überein. Entfernte sich aber die Erde bei ihrem Jahreslauf um die Sonne von Jupiter, so wurden die Verfinsterungen immer später gesehen, bis sie endlich beim größten Abstande des Jupiter von der Erde um volle 22 Minuten zu spät auftraten. Eine solche Ungleichförmigkeit — schloß Römer — konnte nicht reell sein, besonders da sie für alle Satelliten gleichzeitig und in gleichem Betrage eintrat. Mit Recht schrieb er sie dem Umstande zu, daß das Licht Zeit gebraucht, um von Jupiter nach der Erde zu gelangen, und daß diese Zeit um so größer ist, je entfernter die Erde von dem Planeten ist. Aus den Beobachtungen folgerte er, daß das Licht in 22 Minuten den Erdbahndurchmesser und also in 11 Minuten den Abstand von der Sonne nach der Erde durcheilt.

Den nächsten großen Schritt in der Erkenntnis der fortschreitenden Bewegung des Lichtes tat Bradley, dessen in Kew am Zenitsektor angestellte Beobachtungen zur Bestimmung der Parallaxe des Sternes γ Draconis wir

schon Seite 195 erwähnt haben[1]). Infolge der Parallaxe hätte sich die Deklination des Sternes am größten im Juni, am kleinsten im Dezember ergeben müssen, während im Frühjahr und Herbst ein mittlerer Wert zu erwarten war. Aber das wirkliche Resultat der Messungen war ein ganz anderes und wies Erscheinungen auf, die Bradley anfangs durchaus nicht zu erklären vermochte. Zunächst verriet sich kein Einfluß einer Parallaxe, indem die Deklinationen im Juni und Dezember gleich waren. Dann aber stellte sich heraus, daß die Deklinationen im September etwa 40″ größer waren als im März, während zu diesen Zeiten die Wirkung der Parallaxe die gleiche sein mußte. Somit zeigte der Stern zwar eine regelmäßige jährliche Oszillation, aber dieselbe war nicht der Bewegung der Erde in ihrer jährlichen Bahn entgegengesetzt, wie es die Gesetze der relativen Bewegung erfordern, sondern ging in der Richtung der Bewegung der Erde vor sich.

Nach langen Erwägungen erkannte Bradley den Grund dieser Erscheinung in der Verbindung der fortschreitenden Bewegung des Lichtes mit der Bewegung der Erde in ihrer Bahn. Es wird erzählt, Bradley wäre in einem Segelboote auf der Themse gefahren und hätte bemerkt, wie der Wimpel desselben bei jeder Änderung in der Richtung des Bootes eine andere Richtung des gleichmäßig wehenden Windes anzeigte. Diese einfache Wahrnehmung führte ihn zu der Erklärung des zölestischen Phänomens. In Fig. 88 sei S ein Stern und OT das auf ihn gerichtete Fernrohr. Wäre letzteres in Ruhe, so würde der von S ausgehende Lichtstrahl nach Durchsetzung des Objektivs O in der Richtung SOT zum Okular gelangen, der Stern würde also im Gesichtsfelde rechts erscheinen. Aber unsere Fernrohre sind nicht in Ruhe, sondern werden mit der Erde und allem, was auf ihr ist, mit einer Geschwindigkeit von 30 Kilometern in der Sekunde um die Sonne geführt. Gibt der Pfeil die Richtung dieser Bewegung an, so bewegt sich das Fernrohr, während der Lichtstrahl es durchläuft, um ein kurzes Stück in der Pfeilrichtung, und der Strahl wird daher das Okular T nicht mehr rechts, sondern etwas nach links treffen, und zwar scheinbar um so viel nach links abweichen, als das Fernrohr in der kurzen Zeit fortgerückt ist, die der Strahl vom Objektiv O bis zum Okular T gebraucht hat. Wir werden also den Stern nicht mehr in der wahren Richtung TOS sehen, sondern in der Richtung TOS'; der Stern wird in der Richtung der Erdbewegung verschoben erscheinen.

---

[1]) Bei diesen Beobachtungen Bradleys und seiner Entdeckung der Aberration darf der Name von Molyneux nicht unerwähnt bleiben. Den Zenitsektor in Kew, an welchem auch Bradley beobachtete, hatte Molyneux errichtet und die Beobachtungen von γ Draconis mit dem Zwecke, seine Parallaxe zu bestimmen, projektiert und Anfang Dezember 1725 begonnen; beide Astronomen vereint bemerkten sehr bald die eigentümliche, mit einer parallaktischen Wirkung in Widerspruch stehende Bewegung des Sternes. Scharfsinnige Versuche zur Erklärung der Erscheinung machten beide, die Erklärung selbst gelang aber erst Bradley im April 1728 nach dem Tode von Molyneux.

Diese Ortsveränderung der Gestirne infolge der Erdbewegung heißt die *Abirrung* oder *Aberration des Lichtes*. Ihr Betrag, d. h. die Größe des Winkels SOS' (Fig. 88) hängt ab von dem Verhältnis der Geschwindigkeitskomponente der Erdbewegung, die senkrecht zur Richtung nach dem Sterne gelegen ist, zur Geschwindigkeit des Lichtes. Es sei in Fig. 89 $a\,b\,c\,d$ ein Teil der Erdbahn (die hier als kreisförmig angenommen werden kann) um die Sonne ⊙, und ein Stern S, den wir uns in so großer Entfernung zu denken haben, daß der Durchmesser der Erdbahn, vom Sterne aus gesehen, fast verschwindend klein ist, liege genau in der Ebene der Erdbahn (also in der Ekliptik). Ferner werde durch $S_1\,a$, $S_2\,b$ und $S_3\,c$ die Richtung nach dem Sterne bezeichnet, wenn sich die Erde in den Punkten a bzw. b und c ihrer Bahn befindet, und die Pfeile $a\,a'$, $b\,b'$ und $c\,c'$ mögen die Richtung und Größe der Geschwindigkeit der Erde in den Punkten a, b und c angeben. Alsdann wird der Stern im Punkte a infolge des Zusammenwirkens von Lichtgeschwindigkeit und Bahngeschwindigkeit in der Richtung $a\,S_1'$ erscheinen. Im Punkte b haben wir uns die Tangentialgeschwindigkeit $b\,b'$ in die Komponenten $b\,b'''$ in der Richtung von dem Sterne und $b\,b''$ senkrecht hierzu zerlegt zu denken, da hier nur der Teil der Erdbewegung, der senkrecht auf $S_2\,b$ erfolgt, für die Aberrationswirkung in Betracht kommt. Infolge der geringeren Bewegung $b\,b''$ wird auch die Verschiebung eine geringere sein und der Winkel $S_2\,b\,S_2'$ kleiner als $S_1\,a\,S_1'$. Im Punkte c endlich, der um 90° vom Punkte a entfernt ist, wird die Richtung der Erdbewegung $c\,c'$ mit der Richtung von dem Sterne $c\,S_3$ zusammenfallen, und die Aberrationswirkung ist gleich Null. Im Punkte d wird wiederum eine Aberrationswirkung auftreten, die der Größe nach der in dem entsprechenden Punkte b gleich, der Richtung nach aber entgegengesetzt ist, indem der Stern nicht nach links, sondern nach rechts verschoben erscheinen wird.

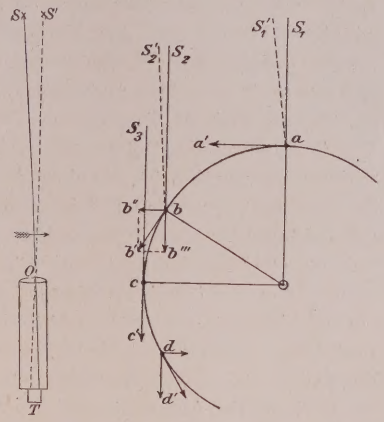


Fig. 88.

Fig. 89.

Ein Stern in der Ekliptik wird infolge der Aberrationswirkung demnach eine oszillatorische Bewegung in einer geraden Linie ausführen. Im Punkte c und in dem ihm gegenüber liegenden Punkte der Bahn wird der Stern in der Mitte dieser Linie stehen; die nach links und rechts gelegenen Endpunkte der Linie wird der Stern erreichen, wenn sich die Erde in a bzw. in einem a gegenüber liegenden Punkte befindet. Steht der Stern im Pole der Ekliptik, so ist die Erdbewegung in ihrem vollen Betrage stets senkrecht zur Gesichtslinie

nach dem Sterne gerichtet, und der Stern beschreibt infolgedessen einen kleinen Kreis um den Pol der Ekliptik, dessen Durchmesser gleich der Länge der vorhin erwähnten geraden Linie ist. Wenn der Stern zwischen der Ekliptik und dem Pole derselben gelegen ist, so beschreibt er eine Ellipse, deren große Achse wieder gleich ist der Länge der Linie oder dem Durchmesser des Kreises, deren kleine Achse sich aber in demselben Verhältnis verkürzt, als sich der Stern der Ekliptik nähert, bis sie bei der Stellung des Sternes in der Ekliptik gleich Null wird, womit aus der Ellipse wieder eine gerade Linie geworden ist.

Wir wollen nun etwas vorgreifen und eine Vorstellung von der Größe dieser Aberrationswirkung zu gewinnen suchen. Die mittlere Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn beträgt 30 km in der Sekunde, während sich das Licht in der gleichen Zeit um rund 300000 km fortbewegt. In dem rechtwinkligen Dreieck mit den Katheten 30 und 300000 entspricht dann der kleinste Winkel dem Maximalbetrage der Aberration. Dieser Winkel läßt sich nun leicht berechnen; das angegebene Verhältnis der Katheten ist nämlich die trigonometrische Tangente des Winkels, und dieser ergibt sich zu 20″.6.

Auch durch die Drehung der Erde um ihre Achse wird eine Aberrationswirkung hervorgebracht, die aber wegen der viel geringeren Geschwindigkeit, die ein Punkt der Erdoberfläche infolge der Achsendrehung besitzt, im Maximum, nämlich wenn der Beobachter sich auf dem Erdäquator und der Stern sich im Meridian befindet, nur 0″.3 betragen kann; sie wird zum Unterschiede von der *jährlichen* die *tägliche Aberration* genannt.

Die Aberrationskonstante läßt sich durch astronomische Beobachtungen bestimmen, und zwar ist die hierzu wohl am häufigsten gebrauchte Methode die, daß man Zenitdistanzen geeigneter Sterne zu den Zeiten mißt, zu welchen die Wirkung der Aberration auf den Sternort am größten ist. Aber auch die Beobachtung der Rektaszension geeigneter Sterne, z. B. des Polarsterns, kann demselben Zwecke dienen. Große Beobachtungsreihen zur Bestimmung der Aberrationskonstante sind besonders auf der Pulkowaer Sternwarte durch Peters, Struve, Nyrén u. a. ausgeführt worden; der aus zehn solcher Untersuchungen abgeleitete Mittelwert ist 20″.493. Aus 24 Beobachtungsreihen, die auf anderen Sternwarten nach verschiedenen Methoden angestellt worden sind, fand Newcomb 20″.463. Bestimmungen aus den letzten Jahren gaben nur wenig abweichende Werte; so fand z. B. Hough 20″.44, L. Becker 20″.45, H. S. Jones 20″.47, Ross 20″.50 usw. Die großen Ephemeridensammlungen von Berlin, Greenwich, Paris und Washington benutzen den auf der Conférence internationale des étoiles fondamentales zu Paris angenommenen Wert 20″.47, der gegenwärtig als der wahrscheinlich beste ganz allgemein im Gebrauch ist.

Seit einigen Jahren ist nun noch eine neue Methode zur Bestimmung der Aberrationskonstante und damit (vgl. S. 192) der Sonnenparallaxe in Anwendung gekommen, welche auf der spektroskopischen Messung der Radial-

geschwindigkeiten der Fixsterne (vgl. den nächsten Abschnitt „Die Spektralanalyse“ und Vierten Teil, Kapitel I, Abschnitt 4, „Die Bewegungen der Sterne“) beruht. Indem wir den späteren, ausführlichen Erörterungen vorgreifen, möge hier bemerkt werden, daß man mit Hilfe des Spektroskops ermitteln kann, um wieviele Kilometer in der Sekunde sich die Entfernung eines Sternes vom Beobachter ändert. Diese als „Radialgeschwindigkeit“ bezeichnete Änderung wird nun nicht nur durch die Bewegung des Sternes relativ zum Sonnensystem bedingt, sondern auch dadurch, daß die Erde sich in jährlichem Umlauf um die Sonne bewegt. Denken wir uns z. B. einen genau in der Ebene der Erdbahn gelegenen Stern, so wird an einem bestimmten Tage des Jahres die Bewegung der Erde in ihrer Bahn genau auf diesen Stern zu gerichtet sein, ein halbes Jahr später genau von ihm weg. Lediglich infolge der Bewegung der Erde wird der Stern an dem ersten Datum sich uns um 30 km in der Sekunde zu nähern, an dem zweiten Datum sich um denselben Betrag von uns zu entfernen scheinen. Es ist leicht ersichtlich, daß man auf Grund dieses Umstandes die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn ermitteln kann. Vorausgesetzt ist hierbei, daß die Geschwindigkeit des Lichtes bekannt ist, denn die Verschiebungen der Spektrallinien, die man zur Bestimmung der Radialgeschwindigkeit messen muß, hängen ab von dem Verhältnis der letzteren zur Geschwindigkeit des Lichtes. Sieht man die Lichtgeschwindigkeit nicht als bekannt an, so kann man nicht die Radialgeschwindigkeit selbst, sondern nur das genannte Verhältnis berechnen. Dieses Verhältnis gibt aber, wie wir weiter oben gesehen haben, direkt die Aberrationskonstante, und man kann diese daher auf spektroskopischem Wege bestimmen.

Die ersten Messungen zu diesem Zwecke wurden von Küstner in Bonn in den Jahren 1904/05 versuchsweise angestellt, und zwar benutzte er dabei den Stern Arktur. Seine Versuche fielen sehr ermutigend aus, und es wurde daraufhin von den Astronomen der Sternwarte in Kapstadt eine größere Beobachtungsreihe unternommen, die sich auf die Beobachtung der Radialgeschwindigkeiten von sieben hellen Sternen erstreckte. Die von Halm ausgeführte Diskussion der Messungen ergab als Wert der Aberrationskonstante den Betrag 20″.47, in Übereinstimmung mit dem jetzt gebräuchlichen Werte.

Gehen wir von der Zahl 20″.47 als bestem Werte der Aberrationskonstante aus, so folgt, daß die Geschwindigkeit des Lichtes 10076.4 mal so groß ist, als die der Erde in ihrer Bahn. Hieraus können wir dann die Zeit, welche das Licht von der Sonne bis zur Erde (*Lichtzeit*) gebraucht, ganz unabhängig von dem aus den Beobachtungen der Jupitersatelliten abgeleiteten Werte finden. Dividieren wir die siderische Umlaufszeit der Erde durch 10076.4, so finden wir $52^m\ 11^s.9$ als die Zeit, in welcher das Licht die Erdbahn durchlaufen würde, und durch weitere Division mit 2π[1]) erhalten wir $8^m\ 18^s.5$ (498.5) als Lichtzeit.

[1]) Die Ludolphsche Zahl $\pi = 3.14159\ldots$ stellt bekanntlich das Verhältnis des Kreisumfanges zum Durchmesser dar.

Wir sahen bereits, daß Römer aus den Verfinsterungen der Jupitertrabanten dafür den Wert von 11^m fand. Der Unterschied von $2^m\ 41^s.5$ ist nun zwar bedeutend, aber doch nicht so groß, daß er nicht aus der Ungenauigkeit der Beobachtungen, die Römers Resultat zugrunde lagen, erklärt werden könnte. In der Tat fand Delambre aus einer sehr umfangreichen Untersuchung aller Finsternisse zwischen 1662 und 1802 den Wert $493^s.2$.

Die hiernach noch vorhandene kleine Differenz (5^s) ist durch eine Untersuchung von Sampson zum Verschwinden gebracht worden. Dieser hat die photometrischen Beobachtungen der Jupitersatellitenverfinsterungen bearbeitet, welche Pickering auf der Harvard-Sternwarte angestellt hat. Die Satelliten verschwinden nämlich, da sie merkliche Durchmesser haben, beim Eintritt in den Schatten des Jupiter nicht momentan, sondern sie rücken genau wie der Erdmond bei einer Mondfinsternis nach und nach weiter in den Schatten und werden dadurch allmählich schwächer bis zum gänzlichen Verschwinden. In umgekehrter Reihenfolge spielt sich der Vorgang bei einem Austritt ab. Beobachtet man nun den ganzen Verlauf einer Verfinsterung photometrisch, so kann man aus einer solchen Beobachtungsreihe die Momente des völligen Verschwindens und des Wiedererscheinens mit größerer Genauigkeit entnehmen, als wenn man nur diese beiden Momente allein beobachtet. Die Auffassung gerade dieser wird nämlich durch die verschiedensten Einflüsse (Lichtstärke des Fernrohres, Empfindlichkeit des Auges des Beobachters, Durchsichtigkeit der Luft usw.) gestört. Aus der Bearbeitung der Pickeringschen Messungen fand nun Sampson in fast völliger Übereinstimmung mit dem aus der Aberrationskonstante abgeleiteten Werte $498^s.7$ als Lichtzeit. Durch diese Übereinstimmung wird zugleich bewiesen, daß die Lichtgeschwindigkeit unabhängig ist von der Beschaffenheit des Lichtes, daß es also gleichgültig ist, ob wir direkt ausgesandtes Fixsternlicht oder reflektiertes Sonnenlicht in Betracht ziehen.

Die beschriebenen Methoden geben uns nur die Zeit, welche das Licht gebraucht, um von der Sonne zur Erde zu gelangen, nicht aber die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes. Um diese aus der ersteren zu bestimmen, müssen wir die Entfernung der Sonne kennen. Dividieren wir diese Entfernung durch 498.5, so haben wir die Geschwindigkeit des Lichtes, d. h. den Weg, welchen das Licht in einer Sekunde zurücklegt. Können wir umgekehrt durch Experimente auf der Erde die Lichtgeschwindigkeit finden, so erhalten wir durch Multiplikation mit 498.5 sofort die Entfernung der Sonne. Bedenkt man aber, wie ungeheuer groß jene Geschwindigkeit ist, so begreift man, wie schwierig sie sich durch Experimente bestimmen läßt. Sehr selten nur können Gegenstände auf der Erdoberfläche in einer Entfernung von 70 oder 80 Kilometern deutlich gesehen werden, und eine solche Distanz durcheilt das Licht im viertausendsten Teile einer Sekunde. Wie zu erwarten, waren demnach alle früheren Versuche, die Zeit zu bestimmen, welche das

Licht gebraucht, um solche auf der Erde erreichbare Entfernungen zu durchlaufen, vollkommen vergeblich. Galilei war der erste, welcher derartige Versuche anstellte, und seine Methode verdient Erwähnung, da sie das Prinzip zeigt, nach welchem solche Bestimmungen gemacht werden können. Er stellte in der Dunkelheit zwei Beobachter in einigen Kilometern Entfernung voneinander auf, jeden mit einer Laterne, welche in einem Moment bedeckt werden konnte. Der eine Beobachter, A, hatte seine Laterne zu bedecken, und der entfernte, B, bedeckte die seinige auch, sobald er das Licht verschwinden sah. Damit nun A das Verschwinden des Lichtes von B sah, mußte das Licht den Weg von A nach B und zurück durchlaufen. Nehmen wir an, das Licht gebrauchte eine Sekunde, um von A nach B zu gelangen, so würde B noch eine Sekunde nach der Bedeckung das Licht von A wahrnehmen, und ebenso A das von B. Abgesehen von der Zeit, die B gebraucht, um sein Licht

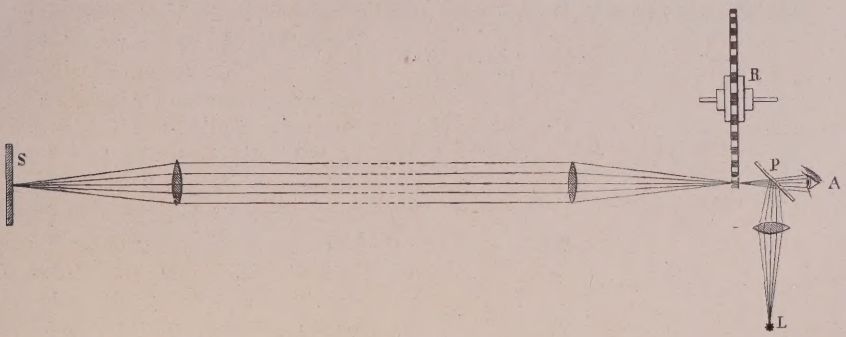


Fig. 90.

zu verdecken, würden also zwei Sekunden vergangen sein zwischen der Zeit, wo A sein Licht verdeckte, und wo er das von B verdeckte verschwinden sah.

Natürlich fand Galilei durch diese rohe Methode überhaupt keinen Zeitunterschied. Eine Erscheinung, die, um sich durch die angegebene Entfernung fortzupflanzen, nur den hundertsten Teil von einer Tausendstelsekunde gebrauchte, mußte sich notwendigerweise als momentan darstellen. Immerhin ist das Prinzip durchaus richtig und in gewisser Hinsicht dasselbe, auf dem auch die verfeinerten Methoden der Neuzeit beruhen; denn ein wesentliches Moment dabei, die Verdoppelung der Distanz und demzufolge des Zeitintervalls zwischen dem Geben und dem Empfangen des Lichtsignals, kommt auch bei Fizeau und Foucault zur Anwendung. Die Art und Weise, wie der französische Physiker Fizeau in den vierziger Jahren des vorigen Jahrhunderts die Lichtgeschwindigkeit bestimmte, erläutert schematisch die vorstehende Fig. 90. Ein Licht *L* wirft vermittels dreier Linsen und eines Glasspiegels *P* seine Strahlen nach einem etwa 9 Kilometer entfernten Spiegel *S*, der sie in derselben Richtung wieder reflektiert. Das in der Strahlenrichtung

stehende Auge A sieht den durch P hindurch gegangenen Teil des reflektierten Lichtes. An der Stelle, wo nach Spiegelung an P ein Bild des Lichtpunktes L entsteht, befindet sich der gezahnte Umfang eines Rades R, welches in sehr rasche Umdrehung versetzt werden kann. Ist das Rad in Ruhe, so sieht A entweder Licht, oder es hat Dunkelheit, je nachdem eine Lücke oder ein Zahn sich in dem Wege des Lichtes befindet. Wird das Rad in Drehung versetzt, so fällt das Licht zwischen den Zahnlücken hindurch nach S, wird reflektiert und gelangt zum Auge zurück. Ist nun aber die Drehgeschwindigkeit des Rades so groß, daß in der Zeit, welche das Licht gebrauchte, um nach S und wieder zurück zu gelangen, ein Zahn an die Stelle der Lücke getreten ist, so wird das Licht von dem Zahn aufgefangen, und das Auge hat Dunkelheit. Dreht sich das Rad doppelt so rasch, so wird jetzt wieder eine Lücke da sein, wenn das Licht von S zurückgekehrt ist, das Auge wird dasselbe also wahrnehmen. Bei dreifacher Geschwindigkeit des Rades ist wiederum Dunkelheit für A, bei vierfacher Licht usf. Kennt man die Umdrehungsgeschwindigkeit des Rades und die Zahl der Zähne, so läßt sich leicht die Zeit berechnen, in der ein Zahn an die Stelle einer Lücke tritt, und die kleinste Drehungsgeschwindigkeit, für welche dies stattfindet, das Auge also kein Licht wahrnimmt, gibt dann die Zeit, welche das Licht braucht, um von P nach S und zurück zu gelangen. Der Spiegel S im Fizeauschen Experiment vertritt die Stelle der Laterne des Beobachters B bei Galileis Versuchen. Auf diesem Wege fand Fizeau die Geschwindigkeit des Lichtes zu 315324 km in der Sekunde.

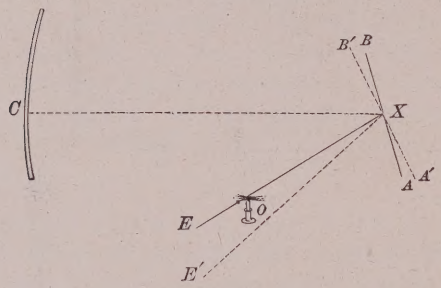


Fig. 91.

So schön und sinnreich auch diese Methode ist, so wird sie durch die von Foucault angewandte doch noch übertroffen. Bei derselben tritt an die Stelle des rotierenden Rades ein rotierender Spiegel. Wheatstone hatte nämlich bereits viel früher darauf aufmerksam gemacht, daß mit Hilfe eines rotierenden Spiegels außerordentlich kleine Zeitintervalle gemessen werden können. Das Prinzip von Foucaults Methode ist kurz das folgende. AB (Fig. 91) sei ein ebener, um die Achse X rotierender Spiegel und C ein fester Konkavspiegel, dessen Krümmungsmittelpunkt mit X zusammenfällt. O sei ein leuchtender Punkt, der einen einzelnen Lichtstrahl OX aussendet. Dieser Strahl wird vom Spiegel AB im Punkte X nach dem Konkavspiegel C reflektiert, trifft diesen stets normal und geht in derselben Richtung nach X wieder zurück und von da wieder nach O, so daß er einem in E befindlichen Auge

aus O zu kommen scheint. Wie auch der Beobachter den Spiegel dreht, der Strahl OX wird immer in derselben Richtung, nach E, zurückkehren und nur den Spiegel C an anderen Punkten treffen. Wird der Spiegel AB aber in so rasche Drehung versetzt, daß er, wenn der Strahl von C nach X zurückkommt, die Lage $A'B'$ angenommen hat, so wird der Strahl nicht mehr in der Richtung XE reflektiert, sondern nach E', wo XE' dem Reflexionsgesetze zufolge von XE um den doppelten Betrag der Winkeldrehung von AB abweicht. Kennt man dann die Umdrehungsgeschwindigkeit des Spiegels und mißt den Winkel EXE', so kann die Zeit, welche der Strahl von X nach C und zurück gebraucht hat, leicht gefunden werden.

Offenbar kann der Beobachter nicht ein kontinuierliches Licht bei E' sehen, weil der Strahl nur zurückgeworfen werden kann, wenn der rotierende Spiegel den Strahl nach irgendeinem Punkte des festen Konkavspiegels C wirft. Wirklich gesehen wird nur eine Reihenfolge von Lichtblitzen, indem jedesmal ein Blitz erscheint, wenn der rotierende Spiegel durch die Lage $A'B'$ geht. Rotiert der Spiegel indessen sehr rasch, so werden diese Blitze dem Auge ein kontinuierliches Licht zu bilden scheinen, welches aber schwächer ist, als wenn der Spiegel sich in Ruhe befindet. Abgesehen von dieser Schwächung des Lichtes bringt der Mangel vollkommener Kontinuität keine Störung hervor. Auf solche Art fand nun Foucault (1862) die Geschwindigkeit des Lichtes zu 298574 km.

Diese Methode ist so fein und empfindlich, daß selbst der millionste Teil einer Zeitsekunde auf diese Weise mit großer Genauigkeit gemessen werden kann. Ihre Vervollkommnung verdankt sie den vereinten Bemühungen verschiedener Physiker. Die erste Idee rührt, wie schon erwähnt, von Wheatstone her, der mit einem derartigen schnell rotierenden Spiegel die Dauer des elektrischen Funkens maß. Dann zeigte Arago, daß auf diese Weise entschieden werden könne, ob die Lichtgeschwindigkeit in Luft oder in Wasser größer sei. Fizeau und Foucault endlich verbesserten den Aragoschen Apparat noch weiter durch Einführung des konkaven Spiegels und brachten ihn dadurch zu seiner heutigen Vollendung.

Man hat sich indessen nicht mit dem letzten Foucaultschen Resultat begnügt. Der französische Physiker Cornu wiederholte 1872 und 1874 die Versuche, und zwar nach der älteren Fizeauschen Methode. Seine ersten Ergebnisse stimmten mit dem oben erwähnten Foucaultschen Resultat gut überein und deuteten höchstens eine kleine Vergrößerung der Lichtgeschwindigkeit, auf 298731 km, an. Nach zwei Jahren wiederholte er indessen die Experimente, und zwar mit noch vollkommneren Mitteln. Durch ein passendes Fernrohr wurden Lichtblitze von der Pariser Sternwarte nach dem Turme von Montlhéry, in eine Entfernung von etwa 24 km, gesandt und von dort zurückempfangen. Das feingezahnte Rad konnte mehr als 1600 Umdrehungen in einer Sekunde machen, und die Zeit wurde mittels eines Elektro-Chrono-

graphen, welcher die Radumdrehungen registrierte, genauer als auf eine tausendstel Sekunde bestimmt. Bei der genannten Entfernung und mit der größten Radgeschwindigkeit war Cornu imstande, 20 Zähne des Rades passieren zu lassen, bevor die Lichtblitze zurückkamen und dieselben bei ihrer Rückkehr am 21. Zahne aufzufangen. Die Bestimmungen wurden indessen nicht nur bei der größten, sondern auch bei geringeren Geschwindigkeiten des Rades (4 bis 21 Zähne) gemacht. Aus diesen Versuchen von Cornu folgte die Lichtgeschwindigkeit zu 300028 km.

Weitere Bestimmungen liegen vor von

Michelson, 1879	(Methode von Foucault)	299910 km
Young-Forbes, 1881	(„ „ Fizeau)	301384 „
Newcomb, 1882	(„ „ Foucault)	299860 „
Michelson, 1882	(„ „ Foucault)	299853 „
Perrotin, 1900	(„ „ Fizeau)	299900 „

Gegenwärtig betrachtet man den von Newcomb abgeleiteten Wert 299860 km als den besten; er dürfte nur auf etwa 30 km unsicher sein.

2. Die Spektralanalyse.

Das Auge ist nicht nur befähigt, die Schwingungen des Äthers als Licht aufzufassen, sondern auch Unterschiede in der Geschwindigkeit der Schwingungen, oder, was auf dasselbe hinausläuft, in der Länge der Lichtwellen wahrzunehmen. Auf dieser Eigenschaft des Auges beruht es, daß wir uns an der Farbenpracht erfreuen können, welche uns die Natur darbietet. Strahlt von einer Lichtquelle Licht jeder Art aus, so erscheint sie uns weiß; sendet sie nur eine einzige Art des Lichtes aus, also nur Licht von einer bestimmten Wellenlänge, so erscheint sie in einer ganz reinen Farbe. Zwischen diesen Grenzfällen sind alle anderen möglich, und hierdurch entstehen die zahlreichen verschiedenen Farbentöne.

Es muß als eine der schönsten geistigen Errungenschaften des verflossenen Jahrhunderts betrachtet werden, daß es gelungen ist, das Licht, welches uns ein leuchtender Körper zusendet, und sei es auch aus den fernsten Gegenden des Weltalls, auf seine Zusammensetzung zu untersuchen und hieraus Schlüsse auf die chemische Beschaffenheit des Körpers zu ziehen, ja sogar seine Bewegung durch Untersuchung seines Lichtes mit erstaunlicher Sicherheit festzustellen. Alles das gewährt heutzutage die Spektralanalyse, ein Wissenszweig, der um die Mitte des vorigen Jahrhunderts kaum dem Namen nach, jedenfalls aber noch nicht seinem Wesen nach bekannt war. Zu jener Zeit würde jedermann denjenigen, welcher ihre Erfolge geweissagt hätte, für einen Phantasten gehalten haben. Wir wollen versuchen, dem Leser zunächst einen kurzen Einblick in das Wesen der Spektralanalyse zu geben; in späteren Kapiteln dieses Buches sollen dann die wichtigsten der mit Hilfe dieses neuen Forschungsmittels gewonnenen Resultate angeführt werden.

Die zur Untersuchung des Lichtes notwendige Zerlegung in seine elementaren Bestandteile, die Spektralfarben, kann auf verschiedene Weise erfolgen, am einfachsten mit Hilfe eines Prismas. Alle Lichtstrahlen werden an der Grenzfläche verschieden dichter Medien (Luft, Glas), wenn sie nicht senkrecht auf dieselbe auffallen, aus ihrer ursprünglichen Richtung abgelenkt (gebrochen), und zwar verschieden stark je nach ihrer Wellenlänge oder Farbe, die violetten am stärksten, die roten am wenigsten. Fällt demnach ein Bündel weißen Lichtes auf ein Glasprisma, so wird es zerlegt; man erhält nach dem Durchgange das Lichtbündel divergierend in den Farben des Regenbogens: Rot, Orange, Gelb, Grün, Blau, Indigo, Violett. Fängt man ein derartig zerlegtes Lichtbündel mit einem weißen Schirme auf, so nennt man das entstehende farbige Lichtband ein *Spektrum*. Diese Erscheinung war zwar schon Newton (1672) bekannt, der die Gesetze der Dispersion der Lichtstrahlen im wesentlichen ergründet hatte; doch standen ihm nur sehr unvollkommene Prismen zur Verfügung, auch ließ er das Sonnenlicht durch breite, runde Öffnungen in einem Schirme hindurchgehen, so daß sich die Farben infolge des zu großen Durchmessers der Öffnungen zum Teil übereinander lagerten und kein reines Spektrum entstand. Wollaston (1802) war der erste, der an Stelle der runden Öffnung einen feinen Spalt zur Anwendung brachte, zu dem er die brechende Kante des Prismas parallel stellte, und er erhielt so zum ersten Male reine Farben. Ein Spektrum, welches mit Hilfe eines Spaltes erzeugt ist, kann man sich vorstellen als eine ununterbrochene (kontinuierliche) Aneinanderreihung von Spaltbildern, welche aber alle von verschiedener Farbe sind, und es liegt auf der Hand, daß das Spektrum um so reiner wird und die einzelnen Teile des Spektrums um so homogener werden, je enger der Spalt ist. Wollaston fand bei dieser Anordnung, daß das Spektrum welches die Sonnenstrahlen lieferten, nicht völlig kontinuierlich, sondern von mehr oder weniger kräftigen dunklen Linien durchzogen war. Er schenkte jedoch dieser Erscheinung nur geringe Aufmerksamkeit; erst Fraunhofer untersuchte diese Linien genauer und fand, daß sie im Sonnenspektrum, sowie auch in den Spektren einiger der helleren gelblichen Sterne stets dieselbe Lage inne hatten, in den Spektren einiger anderer Sterne dagegen sich abweichend verhielten. Er verfolgte diese Eigentümlichkeit der Sternspektra nicht weiter, benutzte indessen die Linien des Sonnenspektrums, von denen er die auffälligsten mit Buchstaben bezeichnete, bei seinen optischen Untersuchungen über die Brechungsverhältnisse verschiedener Glassorten, und zwar lediglich als Marken im Spektrum; sie wurden später nach ihm *Fraunhofersche Linien* genannt. Man erkannte auch, daß das Licht einer Kerzenflamme ein kontinuierliches Spektrum ohne Fraunhofersche Linien gibt, daß eine Natriumflamme ein Spektrum liefert, welches nur aus einer hellen Doppellinie im Gelb besteht, und daß sich diese Doppellinie genau an dem Orte zeigt, wo im Sonnenspektrum die dunkle Fraunhofersche Doppellinie *D*

steht; aber man wußte diesen Tatsachen nicht recht auf den Grund zu kommen, obwohl man ihre Bedeutung ahnte. Ångström kam im Jahre 1853 von der praktischen Seite her der Erkenntnis des wahren Sachverhaltes sehr nahe, aber erst im Jahre 1858 gelang es Kirchhoff, das Rätsel zu lösen durch theoretische Betrachtungen, welche von eingehenden praktischen, im Vereine mit Bunsen angestellten Untersuchungen begleitet waren.

Wenn ein fester oder flüssiger Körper bis zur Weißglut erhitzt wird, so sendet er Licht von allen Strahlengattungen aus. Wird dieses Licht im *Spektroskop* (so werden diejenigen Instrumente genannt, welche zur Beobachtung der Spektra dienen, und die wir am Schlusse dieses Abschnittes kennen lernen werden) zerlegt, so entsteht ein *kontinuierliches Spektrum* ohne jede Unterbrechung. Welche chemische Zusammensetzung der glühende Körper hat, ob Metall, ob Stein, ist hierbei ganz gleichgültig; es tritt keine Verschiedenheit des Spektrums ein. Die Spektralanalyse ist daher nicht imstande, bei glühenden festen oder flüssigen Körpern die chemischen Bestandteile zu bestimmen. Auch bei den meisten festen Körpern, die nicht selbst leuchten, sondern wie der Mond nur fremdes Licht aussenden, wird das Spektroskop nicht imstande sein, etwas über ihre physikalische und chemische Beschaffenheit auszusagen. Die von diesen Körpern ausgehenden Lichtstrahlen sind ihrem Wesen nach nicht verändert worden, ihr Licht zeigt daher nur die Eigenschaften der primären Lichtquelle an, in unserem Planetensystem die der Sonne. Eine Ausnahme machen aber schon solche Körper, die mit Atmosphären umgeben sind, z. B. die größeren Planeten. Das von diesen zu uns gelangende Sonnenlicht ist zum Teil zweimal durch die Atmosphären derselben gegangen — zum zweiten Male nach der Reflexion an der Oberfläche der Körper —, und es können hierdurch Änderungen im Spektrum auftreten, aus welchen man wenigstens Schlüsse auf die Zusammensetzung der Atmosphären ziehen kann.

Im Gegensatze zu den glühenden festen oder flüssigen Körpern senden glühende Gase[1]) und in Dampfform übergeführte feste und flüssige Körper im allgemeinen nicht alle Strahlengattungen aus, sondern nur eine beschränkte Zahl. Jede ausgesandte Strahlengattung aber erscheint im Spektrum als eine helle Linie, und deshalb besteht das Spektrum eines Gases oder Dampfes aus einzelnen Linien, es ist ein *diskontinuierliches Spektrum.* Für jeden Stoff ist die Anzahl und die Anordnung dieser Linien eine andere, so daß es hierdurch möglich ist, die verschiedenen Stoffe voneinander zu unterscheiden. So erzeugt z. B. Natriumdampf eine sehr helle Doppellinie im Gelb, Thalliumdampf eine sehr charakteristische Linie im Grün; andere Metalle, wie Kalzium,

[1]) Bei einer Leuchtflamme (Kerze, Leuchtgas, Petroleum) sind es nicht glühende Gase, sondern die glühenden Kohlenstoffteilchen, welche der Flamme ihre Leuchtkraft verleihen; daher erhält man bei der spektralen Zerlegung des Flammenlichtes stets ein kontinuierliches Spektrum.

Strontium, Barium, geben schon eine Reihe von Linien durch das ganze Spektrum hindurch, wenn ihre Dämpfe glühen, und Eisendampf z. B. erzeugt mehrere tausend helle Linien, welche über das ganze Spektrum zerstreut sind. Manche Gase geben Spektra, in denen die Linien eine gewisse rhythmische Anordnung zeigen, indem Liniengruppen von ähnlicher Zusammenstellung mehrfach wiederkehren. So gibt z. B. glühender Kohlenwasserstoff ein sogenanntes Bandenspektrum, welches aus vier bis fünf Gruppen von Linien besteht, deren Anordnung dadurch auffällig ist, daß sie von der roten Seite des Spektrums her plötzlich mit einer sehr starken Linie beginnen, auf welche alsdann eine Anzahl Linien von abnehmender Stärke und in zunehmendem Abstande folgt.

Wie schon eingangs erwähnt, spielt die Entfernung der Lichtquelle hierbei keine Rolle, und es ist ganz gleichgültig, ob sich der glühende Dampf unmittelbar vor dem Spalte des Spektroskops oder in den unermeßlichen Weiten der Sterne befindet.

In vielen Fällen genügt der bloße Anblick eines Spektrums, um zu entscheiden, welchem Gase oder Metalldampfe dasselbe angehört; im allgemeinen ist es jedoch erforderlich, zur Identifizierung Messungen auszuführen, und es ist deshalb als eine Hauptaufgabe der praktischen Spektroskopie zu betrachten, möglichst genaue Tafeln der Spektrallinien der verschiedenen Stoffe herzustellen. Unentbehrlich sind solche Messungen stets, sobald Gemische von verschiedenen Stoffen vorliegen, in denen die einzelnen Stoffe ermittelt werden sollen, und das ist ja meistens in der Natur der Fall. Mittels der sehr vollständigen und genauen Linienverzeichnisse von Kayser und von seinen Schülern, sowie besonders von Exner und Haschek ist man heutzutage imstande, derartige Untersuchungen mit voller Sicherheit auszuführen. Es erübrigt noch anzuführen, daß die zur Bildung der hellen Spektrallinien erforderlichen Quantitäten von Substanz meist außerordentlich geringfügig sind, und daß in vielen chemischen Präparaten das Vorhandensein mancher Metalle noch durch das Spektroskop nachzuweisen ist, wo alle Methoden der analytischen Chemie nicht die geringste Spur zu zeigen vermögen. Man hat daher auch eine ganze Reihe neuer Elemente auf spektralanalytischem Wege entdeckt, z. B. Caesium, Rubidium, Indium, Thallium, Gallium, in neuerer Zeit Helium und eine Anzahl von Bestandteilen unserer Atmosphäre. Umgekehrt hat man zuerst in den Spektren von Sternen Spektrallinien aufgefunden und ihre Lage im Spektrum durch Messung festgelegt, die nicht mit den Spektren irdischer Stoffe zu identifizieren waren, und deren Natur erst später, nachdem die Entdeckung dieser Stoffe gelang, erkannt wurde (Helium bei der Untersuchung der Gase des seltenen Minerals Cleveit).

Während nun, wie wir gesehen haben, glühende Gase oder Dämpfe unter gewöhnlichen Umständen helle Linien im Spektrum erzeugen, tritt eine sehr eigentümliche Erscheinung ein, wenn Licht von einem glühenden festen oder flüssigen Körper, der ein kontinuierliches Spektrum gibt, durch

das glühende Gas hindurchgeht. Sobald nämlich der glühende Körper heißer ist als das Gas, werden aus dem weißen Lichte des ersteren durch das Gas alle diejenigen Strahlen absorbiert, welche das Gas sonst selbst aussendet. Dies äußert sich im Spektrum dadurch, daß nunmehr die früher hellen Linien in dunkle verwandelt werden; aus dem *Emissionsspektrum* des Gases oder Dampfes ist ein *Absorptionsspektrum* geworden; die Erscheinung selbst nennt man *selektive Absorption*. Man erblickt also jetzt auf hellem Untergrunde eine Anzahl dunkler Linien, die nach ihrer Stellung und nach ihrer Stärke genau den früheren hellen entsprechen, so daß es gleichgültig ist, ob man in einem Emissions- oder einem Absorptionsspektrum Messungen ausführt. Die Sonne und die Fixsterne weisen derartige Absorptionsspektra auf, und die Ausmessung der Absorptionslinien und ihre Identifizierung mit Spektrallinien irdischer Lichtquellen gibt Aufschluß über die Natur der Stoffe, welche in der Atmosphäre dieser Gestirne enthalten sind.

Die Dunkelheit der Absorptionslinien ist übrigens nur relativ; sie besagt nicht etwa, daß an diesen Stellen das vorher vorhandene Licht ganz ausgelöscht ist. Die Helligkeit der dunklen Linien im Sonnenspektrum z. B. ist, wie wir später sehen werden, noch groß genug, um eine kräftige photographische Wirkung ausüben zu können.

Die vollkommene Gleichheit zwischen Emissions- und Absorptionsspektrum ist die unmittelbare Folge des höchst wichtigen, von Kirchhoff entdeckten und bewiesenen Satzes: „Für jede Strahlengattung ist das Verhältnis zwischen Emissions- und Absorptionsvermögen für alle Körper bei derselben Temperatur das gleiche“. Wie schon bemerkt, erstreckt sich die Identität beider Arten von Spektren nicht bloß auf die Lage der Linien, sondern auch auf ihr Aussehen und ihre Intensität, und dieser Umstand erlaubt noch andere Schlüsse auf die Konstitution der Himmelskörper aus der Vergleichung der Spektra derselben mit denen irdischer Lichtquellen zu ziehen. Im allgemeinen gibt jedes Gas im Spektrum eine Anzahl heller, scharf begrenzter Linien; vermehrt man aber den Druck des Gases oder die Dicke der leuchtenden Schicht, so tritt häufig eine sehr charakteristische Änderung im Aussehen der Linien ein. Dieselben werden nicht bloß heller, sondern gleichzeitig auch breiter und verwaschener, und man kann dies z. B. bei Wasserstoff so weit treiben, daß sich die Linien über das ganze Spektrum verbreitern, so daß letzteres schließlich kontinuierlich erscheint. Im Absorptionsspektrum sind die dunklen Linien unter entsprechenden Bedingungen ebenfalls breiter und verwaschener. Die Erscheinungen, welche bei Druck- und Temperaturänderungen eintreten, beschränken sich aber nicht auf Verbreiterungen oder auf Intensitätsänderungen der Linien, sondern es können auch neue Linien auftreten, vorhandene verschwinden, ja bei sich änderndem Druck können sogar die Wellenlängen der Spektrallinien sich ändern, d. h. die Linien Verschiebungen erleiden. Auf die Beschaffenheit

des Spektrums glühender Metalldämpfe ist ferner die umgebende Atmosphäre von Einfluß; es kann ein Spektrum von wesentlich anderen relativen Intensitätsverhältnissen der Linien entstehen, je nachdem das Glühen in einer Wasserstoffatmosphäre oder in atmosphärischer Luft erfolgt. Es gibt auch Fälle, in denen ein und dasselbe Gas je nach der Art der das Leuchten erzeugenden Erregung zwei völlig verschiedene Spektra besitzt, Bogen- und Funkenspektrum, Linien- und Bandenspektrum. Bedenkt man, daß gerade bei den außerordentlichen Massen- und Größenverhältnissen der Himmelskörper Druck- und Temperaturzustände vorkommen, die sich in unseren Laboratorien künstlich nicht herstellen lassen, so wird man begreifen, daß man bisweilen auf sehr schwierige und verwickelte Probleme stößt. Zum Glück kommt das nicht allzu oft vor; es scheint vielmehr, daß die Schichten der Sternatmosphären, bis zu denen wir in den meisten Fällen mit Hilfe des Spektroskops eindringen können, nicht zu sehr voneinander verschieden sind, und die Frage, die man vielleicht nach den obigen Auseinandersetzungen aufwerfen könnte, ob nicht unter solchen Umständen die Sicherheit des Nachweises irdischer Elemente in fernen Weltkörpern nur sehr gering sei, ist ganz entschieden zu verneinen. Es gibt eine große Anzahl von Elementen, deren Vorhandensein in den Sternen sich leicht mit einer so großen Wahrscheinlichkeit ermitteln läßt, daß sie an Gewißheit grenzt, beispielsweise Wasserstoff, Eisen, Natrium, Magnesium, Kalzium, Helium, Silizium usw. Bei den Sternen werden wir Aufschlüsse über die Bestandteile ihrer Atmosphären mit gleicher Sicherheit wie bei unserer Sonne erhalten können.

Die Leistungsfähigkeit der Spektralanalyse schließt, wie eingangs angedeutet, mit dem bisher Erwähnten aber keineswegs ab, vielmehr gestattet sie auch, Geschwindigkeitsmessungen an Gestirnen auszuführen, und zwar direkt in der Gesichtslinie, also in einer Richtung, die der messenden Astronomie sonst gänzlich unzugänglich ist (*Radialbewegung*). Diese Fähigkeit der Spektralanalyse ist unstreitig als der Gipfelpunkt des Vielen anzusehen, was wir derselben in der Astronomie überhaupt verdanken. Durch sie ist es möglich geworden, schon jetzt Aufschlüsse zu erhalten über die Bewegungen der einzelnen Weltkörper, welche die uns umgebende Fixsterninsel bilden, während wir dies anderenfalls vielleicht erst in Jahrhunderten hätten erwarten dürfen. Ja, wir können hoffen, durch die auf spektralanalytischem Wege gewonnenen Resultate in Verbindung mit den durch rein astronomische Untersuchungen erlangten in absehbarer Zeit in dieser Fixsterninsel ebenso zu Hause zu sein, wie wir es durch die Forschungen der verflossenen Jahrhunderte in unserem Planetensystem geworden sind. Die Spektralanalyse hat neue Gebiete für die messende Astronomie erschlossen; sie hat es ermöglicht, Bahnbestimmungen auszuführen an Doppelsternen, deren Komponenten so geringe Distanz haben, daß es selbst mit Hilfe der größten Fernrohre unmöglich ist, sie getrennt zu sehen.

Daß die Spektralanalyse derartiges leisten kann, beruht darauf, daß bei einer relativen Bewegung des Beobachters und der Lichtquelle gegeneinander in dem Spektrum des von letzterer ausgehenden Lichtes Veränderungen eintreten, aus denen mit Sicherheit die Geschwindigkeit berechnet werden kann, mit der eine Annäherung oder Entfernung von Beobachter oder Lichtquelle erfolgt. Zur Erläuterung wird es am einfachsten sein, den Vorgang an Schwingungen zur Sprache zu bringen, die langsamer sind als die Ätherschwingungen, die wir als Licht empfinden, nämlich an den Luftschwingungen, welche bei uns Schall- oder Tonwahrnehmungen erzeugen. Die Tatsache, daß ein Ton bei einer Bewegung, die eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle bedingt, sich erhöht, bei einer Bewegung, die eine Vergrößerung der Entfernung hervorbringt, sich aber erniedrigt, ist beim Schall leicht durch eigene Beobachtung zu konstatieren, da die Geschwindigkeit[1]) der Schallbewegung nur gering, etwa 340 m, ist und wir auf der Erde Geschwindigkeiten erzeugen können, die in einem merkbaren Verhältnis zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles stehen. Bei Fahrten auf der Eisenbahn z. B. hat man Gelegenheit, die plötzliche Tonänderung der Glockentöne eines gerade in Tätigkeit befindlichen Läutewerkes beim schnellen Vorbeifahren zu bemerken; noch auffallender ist die Tonänderung, wenn eine Lokomotive an dem Zug, in dem man sich befindet, pfeifend vorbeifährt. Es rührt diese Erscheinung daher, daß bei einer Annäherung an die Tonquelle in der Zeiteinheit mehr Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen, bei einer Entfernung von derselben weniger, als wenn die Tonquelle und der Beobachter sich in Ruhe befinden. Nehmen wir beispielsweise an, die Bewegung der Tonquelle erfolge mit 20 m Geschwindigkeit und die Höhe des Tones entspreche 500 Schwingungen in der Sekunde, so werden bei einer Schallgeschwindigkeit von 340 m bei einer Annäherung rund $^1/_{17}$ mehr, bei einer Entfernung ebensoviel weniger Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen; der vernommene Ton wird das eine Mal gleich sein dem von 531, das andere Mal dem von 472 Schwingungen. Der Satz: Wird durch Bewegung eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle hervorgebracht, so wird der Ton erhöht, findet das Gegenteil statt, erniedrigt, ist unter dem Namen *Dopplersches Prinzip* bekannt[2]). Daß die Folgerungen aus dem Dopplerschen Prinzip für Schall-

[1]) Unter Geschwindigkeit ist stets die Bewegung in der Zeiteinheit, der Sekunde, zu verstehen.

[2]) Bezeichnet man die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles mit G, die Geschwindigkeit des Beobachters oder des tönenden Körpers mit g, die Schwingungszahl des Tones, wenn keine Bewegung stattfindet, mit s_0, so ist bei bewegter Tonquelle die Zahl der wahrgenommenen Schwingungen $s = s_0 \frac{G}{G \mp g}$, dagegen wenn der Beobachter sich gegen das ruhende, den Ton erzeugende Instrument bewegt, $s = s_0 \frac{G \mp g}{G}$.

wellen richtig sind, ist durch zahlreiche praktische Beobachtungen nachgewiesen worden; genaue Untersuchungen hierüber hat H. C. Vogel 1875 mit schnell fahrenden Lokomotiven angestellt.

Die Übertragung des Prinzips auf Lichtwellen bietet nun, so selbstverständlich sie auch erscheint, große Schwierigkeiten, und ein strenger, mathematischer Beweis für die Zulässigkeit der Anwendung des Prinzips auf Lichtstrahlen ist bisher noch nicht erbracht worden. Der langjährige Streit unter den Physikern und Astronomen über diese Frage ist indessen schon längst, wenigstens nach der praktischen Seite, endgültig beigelegt. Es stellten sich zwar der experimentellen Erprobung der Richtigkeit des Prinzips für Lichtquellen bedeutende Schwierigkeiten entgegen, welche in der enormen Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes von rund 300000 km, die also nahezu eine Million mal so groß ist als die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles, begründet sind; doch haben Belopolsky und Galitzin diese überwunden. Der beste Beweis für die Gültigkeit des Dopplerschen Prinzips auch für Lichtwellen ist aber darin zu sehen, daß die nach diesem Prinzip bestimmten Radialgeschwindigkeiten der Planeten und des Mondes in voller Übereinstimmung mit den aus den Planeten- und Mondtafeln berechneten sind.

In welcher Weise sich der Einfluß einer Bewegung auf das Licht, welches unser Auge trifft, bemerkbar macht, läßt sich am besten erläutern, wenn wir wieder die Analogie mit dem Schalle suchen. Gerade wie wir bei den Schallwellen bei Annäherung eine Tonerhöhung wahrnehmen, indem in der Zeiteinheit mehr Wellen unser Ohr treffen, wird bei einer sich uns nähernden Lichtquelle, die monochromatisches Licht aussendet, eine Farbenänderung stattfinden, und zwar nach der Seite der schnelleren Schwingungen, nach Blau oder Violett hin. Es wird umgekehrt bei der Entfernung eine Farbenänderung nach Rot zu erfolgen. Während aber beim Schalle die Geschwindigkeit der Lokomotive schon vollkommen ausreicht, um starke Tonänderungen hervorzubringen, existiert im sichtbaren Weltall keine genügend große Geschwindigkeit, um bei der so außerordentlich großen Lichtgeschwindigkeit eine merkliche Farbenänderung einer homogenen Lichtquelle hervorzurufen. Hier tritt nun das Spektroskop hilfreich ein, um eine Veränderung im Spektrum selbst bei relativ kleinen Geschwindigkeiten nachweisbar zu machen. Die Fraunhoferschen Linien zeigen das Fehlen einer Lichtgattung von ganz bestimmter Schwingungszahl (ähnlich wie sie ein reiner Ton besitzt) oder von einer ganz bestimmten Wellenlänge an[1]). Gerade so, wie man bei den akustischen Versuchen ein Musikinstrument zu Hilfe nimmt, um die Änderung der Tonhöhe infolge von Bewegung zu ermitteln, läßt man gleichzeitig mit dem Spektrum der zu untersuchenden Lichtquelle das Spektrum irgendeines

[1]) Fortpflanzungsgeschwindigkeit G, Wellenlänge λ und Schwingungszahl σ sind durch die einfache Formel $G = \lambda\sigma$ miteinander verbunden.

Elements, welches in der Lichtquelle vorhanden ist, als Vergleichspektrum im Spektroskop erscheinen. Es werden dann, wenn keine Bewegung stattfindet, die entsprechenden Linien zusammenfallen; findet aber eine Annäherung zwischen Beobachter und Lichtquelle statt, so verschieben sich die Spektrallinien gegen die entsprechenden des Vergleichspektrums nach Violett, bei Entfernung nach Rot. Die bloße Betrachtung entscheidet also schon über den Sinn der Bewegung, die Messung über ihre Größe. Es muß indessen noch bemerkt werden, daß selbst bei Geschwindigkeiten von 100 und mehr km die Verschiebungen äußerst gering sind und im Spektralbilde linear gemessen meist nur Bruchteile eines Zehntelmillimeters betragen. Es ist daher nicht zu verwundern, daß es nur sehr allmählich durch Vervollkommnung der Spektroskope und der Meßmethoden, namentlich aber unter Anwendung der Photographie, gelang, diesen Beobachtungen einen hohen Grad von Sicherheit zu verleihen.

Wir wenden uns nun zu einer Beschreibung der wichtigsten Formen derjenigen Instrumente, die zur Erzeugung der Spektra sowie zu ihrer Beobachtung und Ausmessung dienen, der *Spektralapparate* oder *Spektroskope*, wobei wir naturgemäß diejenige Form dieser Instrumente vorwiegend im Auge behalten, welche bei der Beobachtung der Spektra der Himmelskörper in Anwendung kommt.

Bei der Konstruktion eines Spektroskops kommt es im Prinzip stets darauf an, das von einer linien- oder punktförmigen Quelle kommende Licht durch ein dispergierendes Mittel (Prisma oder Beugungsgitter) in die Elementarfarben zu zerlegen und das entstehende Spektrum in die deutliche Sehweite zu bringen, bzw. bei photographischen Spektralaufnahmen das reelle Bild des Spektrums auf der lichtempfindlichen Platte aufzufangen. Das denkbar einfachste Verfahren besteht demnach darin, mit dem bloßen Auge durch ein Prisma hindurch nach einem leuchtenden Spalte zu sehen; beträchtlich vollkommener wird diese Einrichtung schon dadurch, daß man nicht mit dem bloßen Auge, sondern mit Hilfe eines Fernrohres das durch das Prisma dispergierte Spaltbild betrachtet. Nach optischen Gesetzen erhält man nun die günstigsten Bedingungen für die Beobachtung eines Spektrums, wenn die Lichtstrahlen, welche durch das Prisma gehen, parallel sind, und wenn das Prisma sich in dem sogenannten *Minimum der Ablenkung* befindet. Ersteres erreicht man annähernd dadurch, daß man den Spalt in weite Entfernung setzt (eine Anordnung, deren sich Fraunhofer bedient hat), oder in voller Strenge dadurch, daß man den Spalt in den Brennpunkt einer Linse stellt, aus welcher dann die vom Spalte kommenden Strahlen parallel austreten. Die Einstellung auf das Minimum der Ablenkung ist dann gegeben, wenn bei Anwendung einfarbigen (monochromatischen) Lichtes der Einfallswinkel der das Prisma treffenden Strahlen gleich demjenigen Winkel ist, unter dem die Strahlen aus dem Prisma austreten.

Wir wollen nun an der Hand schematischer Darstellungen (Fig. 93 S. 226) die verschiedenen Arten der Spektroskope, die bei astronomischen Beobachtungen zur Anwendung kommen, erläutern.

Fig. 93a stellt die Anordnung dar, bei welcher vor dem Objektiv eines Fernrohres ein Prisma (*Objektivprisma*) angebracht ist. Der unendlich weit entfernte Stern *S* ist als Punkt eines Spaltes zu betrachten; die von demselben ausgehenden Lichtstrahlen fallen wegen der großen Entfernung des Sternes parallel auf das Prisma *P*. Das durch das Prisma in die verschiedenen Farben zerlegte Licht bildet in der Brennebene des Fernrohres ein fadenförmiges Spektrum; beispielsweise wird in *R* das Bild des Sternes in einer bestimmten roten Strahlenart abgebildet, in *V* in einer violetten. Dazwischen sind alle anderen Farben verteilt, vorausgesetzt, daß der Stern Licht von sämtlichen Wellenlängen aussendet. Mittels des Okulars *o* erblickt man demnach im Fernrohre an Stelle des punktförmigen Sternes eine feine Linie in den Regenbogenfarben. Da in diesem sehr schmalen Spektrum Einzelheiten, wie die meist sehr zarten Fraunhoferschen Linien, nicht mehr gut erkannt werden können, muß man dasselbe verbreitern, indem man es durch eine Zylinderlinse betrachtet. Eine solche besitzt die Eigenschaft, einen leuchtenden Punkt in eine feine Lichtlinie umzugestalten. Eine derartige Zylinderlinse muß bei allen Spektroskopen verwendet werden, die zur direkten Betrachtung der Spektra punktförmiger Objekte, also besonders der Fixsterne, dienen. Man wählt ihre Brennweite so, daß die Breite des Spektralbandes nicht größer wird, als es für die Erkennung feiner Details erforderlich ist, da mit der Verbreiterung die Lichtstärke der meist ohnehin schwachen Sternspektra abnimmt.

Setzt man in die Brennebene eine lichtempfindliche Platte, so lassen sich die Sternspektra photographieren, und es leuchtet ein, daß man auf der Platte nicht nur das Spektrum eines Sternes, sondern vielmehr die Spektra aller Sterne erhält, die sich im Gesichtsfelde des Fernrohres befinden. Das Objektivprisma ist demnach ein vorzügliches Hilfsmittel zu spektrographischen Durchmusterungen des Himmels. Man kann allerdings zur Verbreiterung aller auf einer Platte sich abbildenden Spektra keine Zylinderlinse in Anwendung bringen; jedoch läßt sich eine Verbreiterung einfach dadurch erreichen, daß man das Uhrwerk, durch welches das Fernrohr der täglichen Bewegung der Sterne folgt, etwas vor- oder nachgehen läßt. Um die erwünschte Verbreiterung senkrecht zur Längsausdehnung des Spektrums zu erhalten, muß man die brechende Kante des Prismas parallel zur täglichen Bewegung stellen. Es reihen sich dann während der Exposition die linienartigen Bilder von jedem einzelnen Spektrum zu einem Bande aneinander, dessen Breite von der Dauer der Exposition und der Größe der Beschleunigung oder Verzögerung des Uhrwerkes abhängt.

Um die volle Lichtstärke eines Refraktors auszunützen, muß man dem Objektivprisma die Größe des Objektivs geben; für größere Fernrohre erreicht

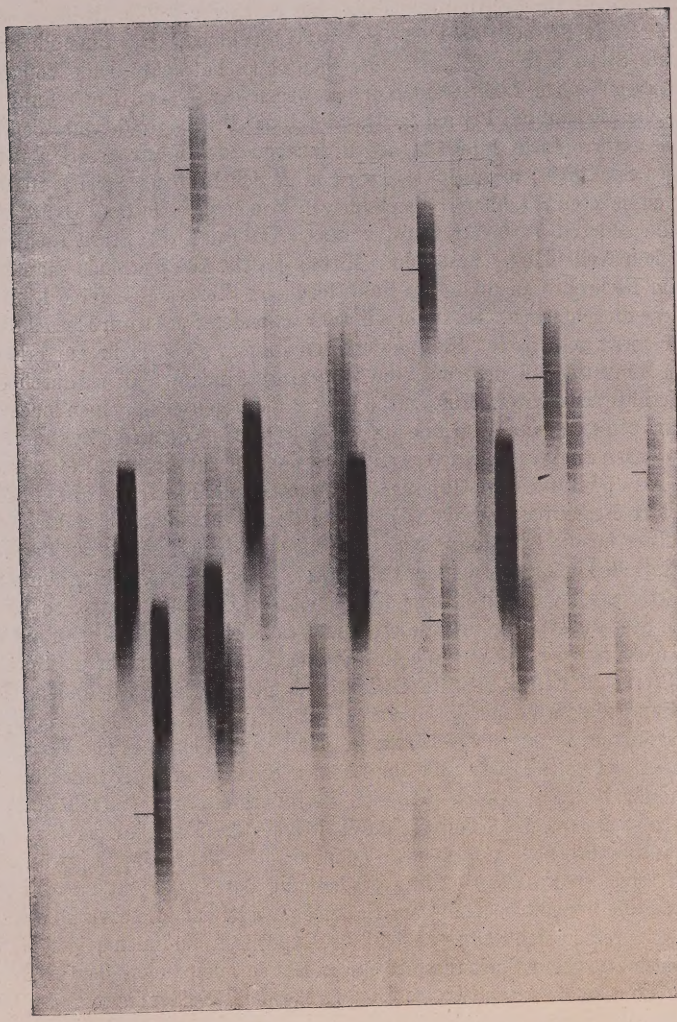


Fig. 92. Objektiv-Prismen-Aufnahme der Plejaden.

das Prisma demnach beträchtliche Dimensionen und ein erhebliches Gewicht. Obwohl nun die Herstellung guter großer Prismen sehr schwierig und kostspielig ist, werden doch Objektivprismen in Verbindung mit mittelgroßen Instrumenten vielfach benutzt, besonders in Amerika, z. B. auf dem Observatorium des Harvard College. Der brechende Winkel der Prismen liegt meist zwischen 7°5 und 45°. Will man stärkere Dispersion haben, so müssen zwei, ja sogar drei Prismen vor das Objektiv gesetzt werden.

Der Vorteil der Anwendung von Objektivprismen liegt darin, daß man auf jeder einzelnen Aufnahme die Spektra zahlreicher Sterne erhält, ferner in der großen Lichtstärke der Spektra. Die Nachteile bestehen in der geringen Schärfe der Spektra infolge der durch die Luftunruhe hervorgerufenen Schwankungen des Brennpunktbildes, die mit der Länge des Fernrohres zunehmen, und in der beschränkten Anwendbarkeit. Wie ohne weiteres einleuchtet, können Objektivprismen von Objekten, die eine merkliche Ausdehnung in der Brennebene des Fernrohres besitzen, z. B. von Sonne, Mond und größeren Planeten, keine reinen Spektra geben; auch lassen sich nicht gleichzeitig mit den Sternspektren die Spektra irdischer Stoffe aufnehmen, und man kann daher keine Vergleichspektra erhalten, die für alle feineren Untersuchungen und Messungen unentbehrlich sind. Als Beispiel für eine Objektivprismen-Aufnahme geben wir in Fig. 92 eine solche der Plejaden wieder, die auf dem Harvard-Observatorium hergestellt worden ist.

Die weitaus größte Anwendbarkeit hat das *zusammengesetzte Spektroskop*, welches gleichzeitig die größte Genauigkeit spektralanalytischer Messungen bei der Untersuchung sowohl irdischer Lichtquellen, als auch zölestischer Objekte gewährt. Aus Fig. 93b ist die Anordnung derartiger Spektroskope zu erkennen. In dem Brennpunkte einer achromatischen Linse befindet sich ein Spalt S, dessen Weite mit Hilfe einer feinen Schraube nach Belieben geändert werden kann. Das Rohr C mit Objektiv und Spalt führt den Namen *Kollimator*. Die von einer vor dem Spalte befindlichen Lichtquelle ausgehenden Strahlen werden nach dem Durchgange durch den Spalt von dem Kollimatorobjektiv aufgefangen, treten parallel aus demselben aus, fallen auf das Prisma P, werden zerlegt und können nun durch das Fernrohr B, welches *Beobachtungsrohr* genannt wird, nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte beobachtet werden. Hier entsteht ein Spektrum, dessen Breite gleich der vollen Höhe des Spaltes ist, wenn die Lichtquelle den ganzen Spalt beleuchtet, welches aber fadenförmig erscheint, wenn nur ein Punkt des Spaltes beleuchtet wird. In diesem Falle ist wieder eine Verbreiterung des Spektrums durch eine Zylinderlinse erforderlich, die entweder vor dem Okular o des Beobachtungsfernrohres oder in einiger Entfernung vor dem Spalte S angebracht wird. Ist das Okular mit einem Mikrometerapparat verbunden, so lassen sich direkte Messungen an den Spektrallinien ausführen. Bringt man dagegen an Stelle des Okulars eine Kassette mit photographischer Platte an,

so bildet sich das Spektrum auf der photographischen Platte ab und kann nach der Entwicklung derselben unter einem Mikroskop ausgemessen werden. Der Apparat wird dann *Spektrograph* genannt. In der Astrophysik verwendet man jetzt fast ausschließlich Spektrographen.

Um die Zerstreuung weiter zu treiben und mit der größeren Ausdehnung des Spektrums größere Genauigkeit der Messungen zu erzielen, kann man anstatt des einen Prismas mehrere Prismen (meist mit einem brechenden

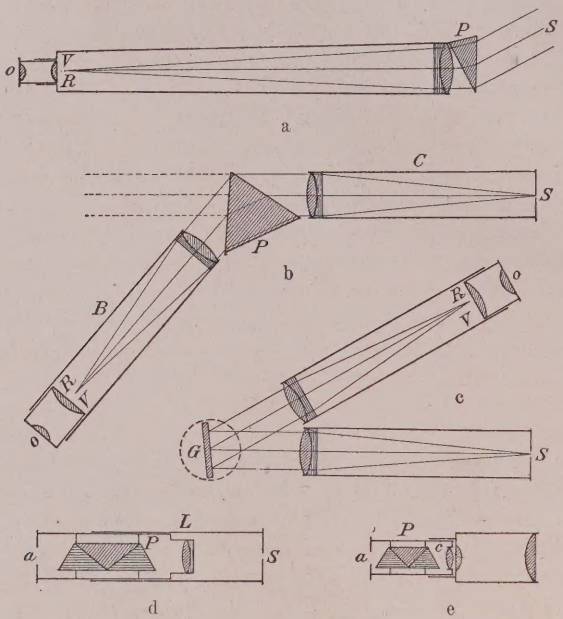


Fig. 93 a—e.

Winkel von 60°) anwenden, die für eine bestimmte Fraunhofersche Linie auf das Minimum der Ablenkung gestellt werden. Bei einer derartigen Anordnung des Apparats kann man es erreichen, daß die Prismen durch eine mechanische Vorrichtung automatisch mit der Bewegung des Beobachtungsrohres gedreht und auf das Minimum der Ablenkung desjenigen Lichtstrahles gestellt werden, der sich in der Mitte des Gesichtsfeldes des Beobachtungsrohres befindet. Solche Apparate sind jedoch mehr für Laboratoriumszwecke geeignet und finden höchstens noch bei Beobachtungen an der Sonne Anwendung, weil mit der Bewegbarkeit einzelner Teile eines Spektralapparats seine Stabilität abnimmt und gerade diese ein Haupterfordernis für die Erzielung großer Genauigkeit bei spektroskopischen Messungen ist. Aus dem-

selben Grunde sind auch die sogenannten *Spektrometer*, Apparate, bei welchen sich das Beobachtungsrohr gegen das Kollimatorrohr verstellen läßt und der Winkel zwischen der optischen Achse des Kollimators und des Beobachtungsrohres mittels einer feinen Kreisteilung bestimmt werden kann, nicht mehr für astrophysikalische Beobachtungen an Himmelskörpern im Gebrauch.

Zur Zerlegung des Lichtes in seine Spektralfarben kann man sich an Stelle von Prismen auch der sogenannten *Beugungs-* oder *Diffraktionsgitter* bedienen. Bereits Fraunhofer hatte solche Gitter zu optischen Versuchen angefertigt, aber erst einem anderen deutschen Optiker, Nobert, gelang es um die Mitte des vorigen Jahrhunderts, feine Gitter auf Glas in so vorzüglicher Weise herzustellen, daß sie sehr reine Spektra gaben, in denen die Fraunhoferschen Linien gut sichtbar waren. In gleicher Weise waren die von Rutherfurd hergestellten Gitter berühmt. Zu Ausgang des Jahrhunderts wurden dieselben jedoch durch die Rowlandschen Gitter bei weitem übertroffen, die geradezu Wunderwerke der Technik sind. Rowland stellte die ersten Gitter mit einer von ihm konstruierten Teilmaschine selbst her, und zwar auf Spiegelmetall. Gegenwärtig sind die nach ihm benannten Gitter, die Brashear liefert, in den verschiedensten Formen und in verschiedener Feinheit der Teilung in Anwendung. Ein Gitter mittlerer Größe hat beispielsweise folgende Dimensionen: Länge der Linien 5 cm, Breite der geteilten Fläche 8 cm, Anzahl der Linien 45400. Da aber die Gitter (dieselben geben gleichzeitig eine ganze Reihe von Spektren von verschiedener Dispersion) sehr viel lichtschwächere Spektra liefern als die Prismen, so finden sie in der Astrophysik im wesentlichen nur bei Beobachtungen der Sonne Anwendung. Die Anordnung der Gitterspektroskope, Gitterspektrometer und Gitterspektrographen ist aus der schematischen Darstellung Fig. 93c ersichtlich. *S* ist der Spalt, *G* das Gitter, *o* das Okular des Beobachtungsrohres.

Im Laboratorium wendet man meist Gitter an, welche auf einem Konkavspiegel hergestellt sind. Der Apparat besteht dann nur aus Spalt, Konkavgitter und Okular oder, statt des letzteren, der photographischen Kassette.

Es ist hier nicht möglich, die verschiedenen Formen von Spektralapparaten, die bei der Beobachtung von Sternspektren Anwendung gefunden haben und noch finden, einigermaßen erschöpfend anzuführen. Nur der zusammengesetzten Prismensysteme sei noch Erwähnung getan. Solche Systeme werden hergestellt durch die Verbindung eines Prismas von stark dispergierendem Flintglase mit zwei an den Seitenflächen aufgekitteten Kronglasprismen von kleinem brechenden Winkel. Die brechenden Winkel der Prismen und die Brechungsverhältnisse der Glassorten werden dabei so gewählt, daß der mittlere Strahl, der durch die drei Prismen geht, eine geringere Ablenkung erfährt, als im einfachen Prisma, daß aber immer noch ein großer Betrag der ursprünglichen Dispersion des Flintglasprismas übrig bleibt (*Compound Prisms*).

Man kann sogar erreichen, daß der mittlere, das Prismensystem durchlaufende Strahl dasselbe genau unter dem Winkel verläßt, unter welchem er aufgefallen ist. Man nennt solche Prismensysteme *geradsichtige Prismen* oder *Prismes à vision directe*. Die große Bequemlichkeit, daß die Strahlen beim Austritt aus dem Prismensystem keine erheblichen Ablenkungen aufweisen, ist die Ursache, daß geradsichtige Prismen häufig bei der Konstruktion von Okularspektroskopen verwendet werden.

Eine schematische Darstellung dieser zu vielen Zwecken außerordentlich brauchbaren kleinen Instrumente mit geradsichtigen Prismen ist in Fig. 93 d gegeben. *S* ist der Spalt; die achromatische Linse bei *L* vertritt gleichzeitig die Stelle der Linse des Kollimators und des Beobachtungsrohres. Sie wird so gestellt, daß bei Wegnahme des Prismensystems *P* der Beobachter durch die Öffnung *a* den Spalt scharf sehen würde; bei eingeschobenem Prismensatz wird alsdann die feine Lichtlinie, als welche der Spalt sichtbar ist, in ein Spektrum ausgezogen. Will man mit Hilfe dieses Apparats ein Sternspektrum untersuchen, so wird derselbe an einem Refraktor nach Wegnahme des Fernrohrokulars so angebracht, daß der Spalt sich im Brennpunkte des Objektivs befindet; bei punktartigen, auf den Spalt projizierten Objekten (Sternen) bedarf man noch einer Zylinderlinse, die bei *a* angebracht wird.

Ausschließlich zur Untersuchung von Sternspektren ist das oben erwähnte *Okularspektroskop* (Fig. 93 e) verwendbar. Es besteht aus einer Hülse, die ein geradsichtiges Prismensystem nebst einer Zylinderlinse enthält und auf die Okularhülse eines Refraktors aufgesteckt werden kann. Das kleine Instrument bietet den Vorteil, daß von einem im Gesichtsfelde befindlichen Sterne ein Spektrum erhalten werden kann, ohne daß größere Veränderungen an dem Okularteile des Fernrohres vorgenommen werden müssen.

Nach diesen allgemeinen Besprechungen verschiedener Apparate an schematischen Figuren wird das Verständnis der Abbildungen wirklicher, zu verschiedenen Zwecken dienender Apparate, zu denen wir uns jetzt wenden, nicht schwer fallen.

Fig. 94 zeigt die Einrichtung eines im Laboratorium des Potsdamer Observatoriums benutzten großen Spektrometers. Links in der Abbildung befindet sich das Kollimatorrohr, rechts das Beobachtungsfernrohr, jedes von 1 m Länge. In der Mitte erblickt man einen runden Tisch, auf welchem ein Prisma oder ein Gitter aufgestellt werden kann. Der Teilkreis, der mit Hilfe von zwei Mikroskopen von unten abgelesen wird, hat einen Durchmesser von 50 cm.

Fig. 95 stellt das von Brashear gebaute Sternspektroskop der Lick-Sternwarte dar; sie zeigt den Apparat in Verbindung mit dem großen Refraktor dieses Observatoriums.

Es sei hier noch bemerkt, daß die Spaltöffnung bei Sternspektroskopen sehr gering sein muß, wenn reine Spektra erhalten werden sollen; sie richtet

sich zum Teil nach dem Verhältnis der Dimensionen von Kollimator und Beobachtungsrohr, beträgt aber selten über 0.1 mm. Bei den neuen größeren Spektrographen, mit denen die feinsten Messungen vorgenommen werden,

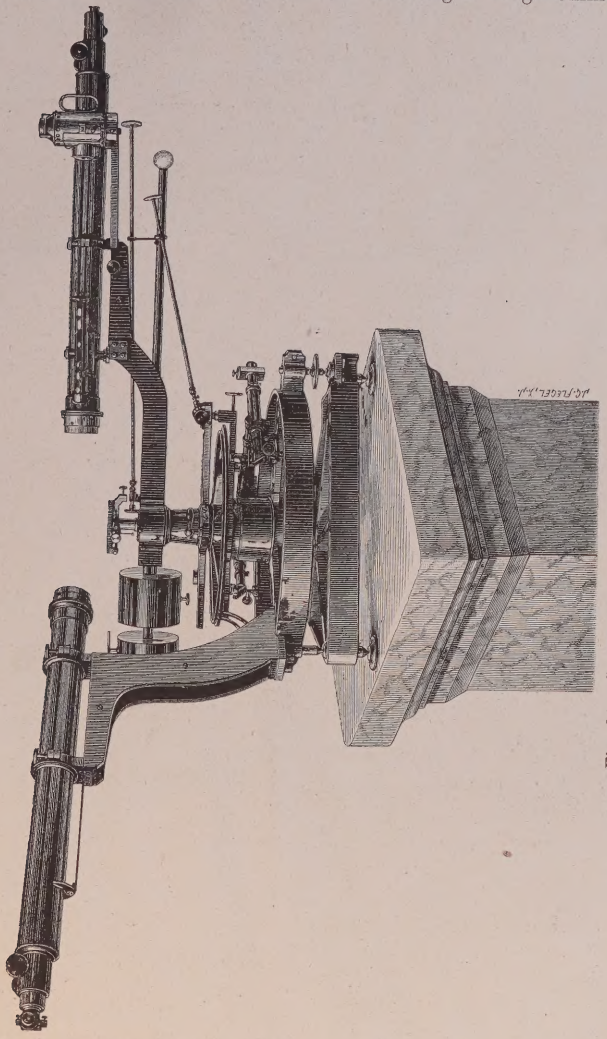


Fig. 94. Spektrometer des Potsdamer Observatoriums.

schwankt sie zwischen 0.01 und 0.05 mm. Es ist daher nicht leicht, das im Brennpunkte des Refraktors entstehende Sternbildchen immer genau auf dem Spalte des Spektroskops zu halten, und es sind dazu ganz besondere Einrichtungen ersonnen worden.

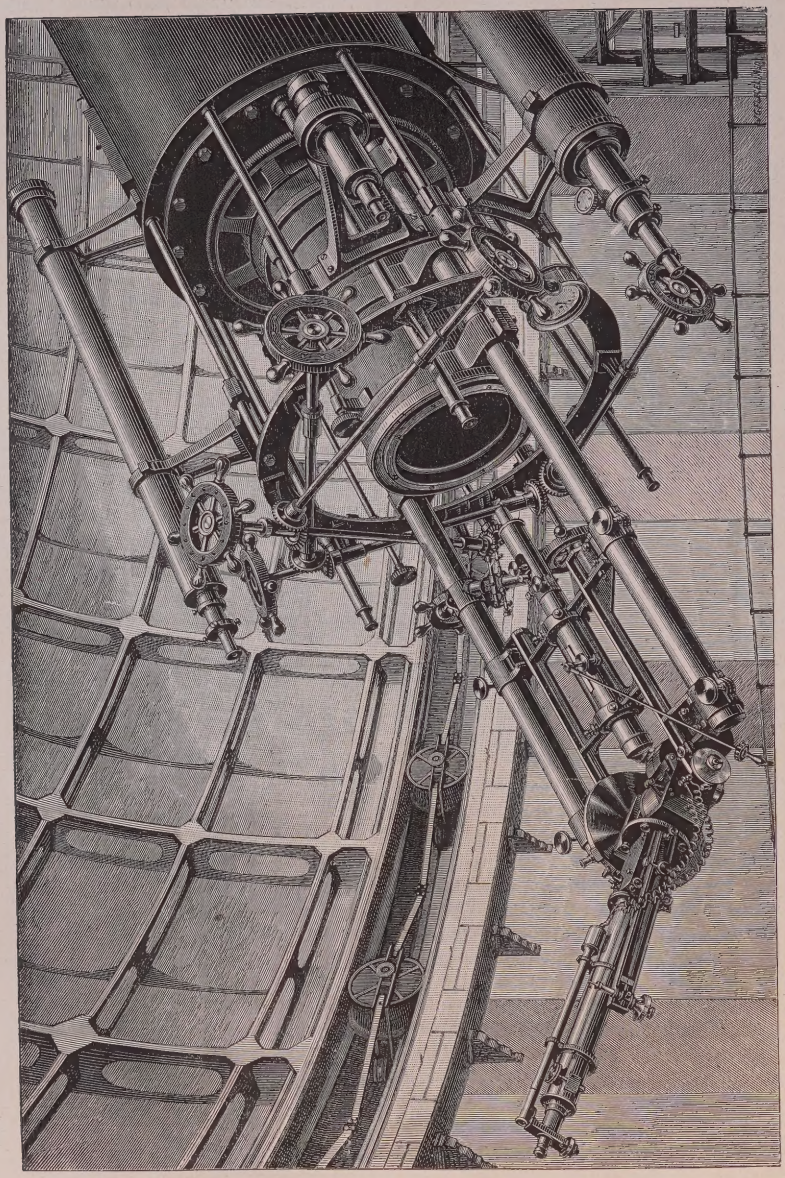


Fig. 95. Spektroskop der Lick-Sternwarte.

Fig. 96 stellt ein Sternspektroskop (von Merz in München nach Secchis Angaben geliefert) im Durchschnitt dar, wie es noch heutigen Tages mit einigen Modifikationen vielfach zur Beobachtung der Protuberanzen am Sonnenrande, besonders in Verbindung mit mittelgroßen Refraktoren, verwendet wird. Eine neuere Form solcher *Protuberanzspektroskope*, wie sie

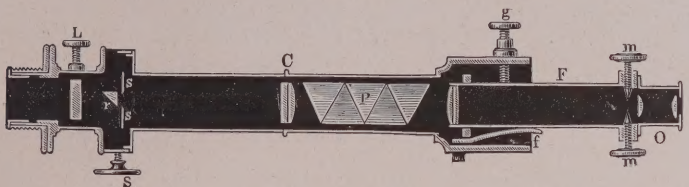


Fig. 96. Sternspektroskop nach Secchi (Querschnitt).

Bei *L* Zylinderlinse; *ss* Spalt, durch *S* verstellbar; bei *C* Kollimatorlinse; *P* Prismensystem mit gerader Durchsicht; *F O* Beobachtungsfernrohr, mittels Mikrometerschraube *g* und Feder *f* drehbar; *r* kleines Prisma für Vergleichspektrum; *mm* zwei Spitzen, die als Marken dienen.

von Toepfer in vorzüglicher Ausstattung hergestellt wurden, zeigt Fig. 97. Im allgemeinen unterscheiden sich die Protuberanzspektroskope von Sternspektroskopen mit ähnlicher Konstruktion durch eine beträchtlich stärkere Dispersion, einmal, weil die große Helligkeit der Sonne dies erlaubt, dann aber auch, weil es allein mit Hilfe starker Dispersion möglich ist, die Protuberanzen gut sichtbar zu machen. Es beruht das auf folgendem. Die Helligkeit der Protuberanz am Sonnenrande ist immer beträchtlich geringer, als diejenige unserer von der Sonne erleuchteten Atmosphäre. Nur bei totalen

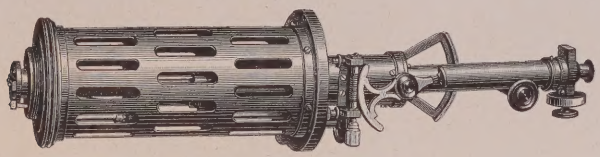


Fig. 97. Protuberanzspektroskop von Toepfer.

Sonnenfinsternissen, wenn der Himmel in der nächsten Umgebung des Sonnenrandes kein direktes Sonnenlicht mehr empfängt, tritt das umgekehrte Verhältnis der Helligkeiten ein, und die Protuberanzen werden sichtbar. Nun besteht das Spektrum einer Protuberanz meist aus wenigen hellen Linien, von denen besonders eine im Rot, die Wasserstofflinie *C*, sich durch ihre Helligkeit auszeichnet. Hat das Spektroskop eine hohe Dispersion, so werden diese hellen Linien wohl voneinander entfernt, ihre Helligkeit bleibt aber ungeändert. Dagegen wird die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums der Erdatmosphäre bei großer Dispersion sehr geschwächt, weil es

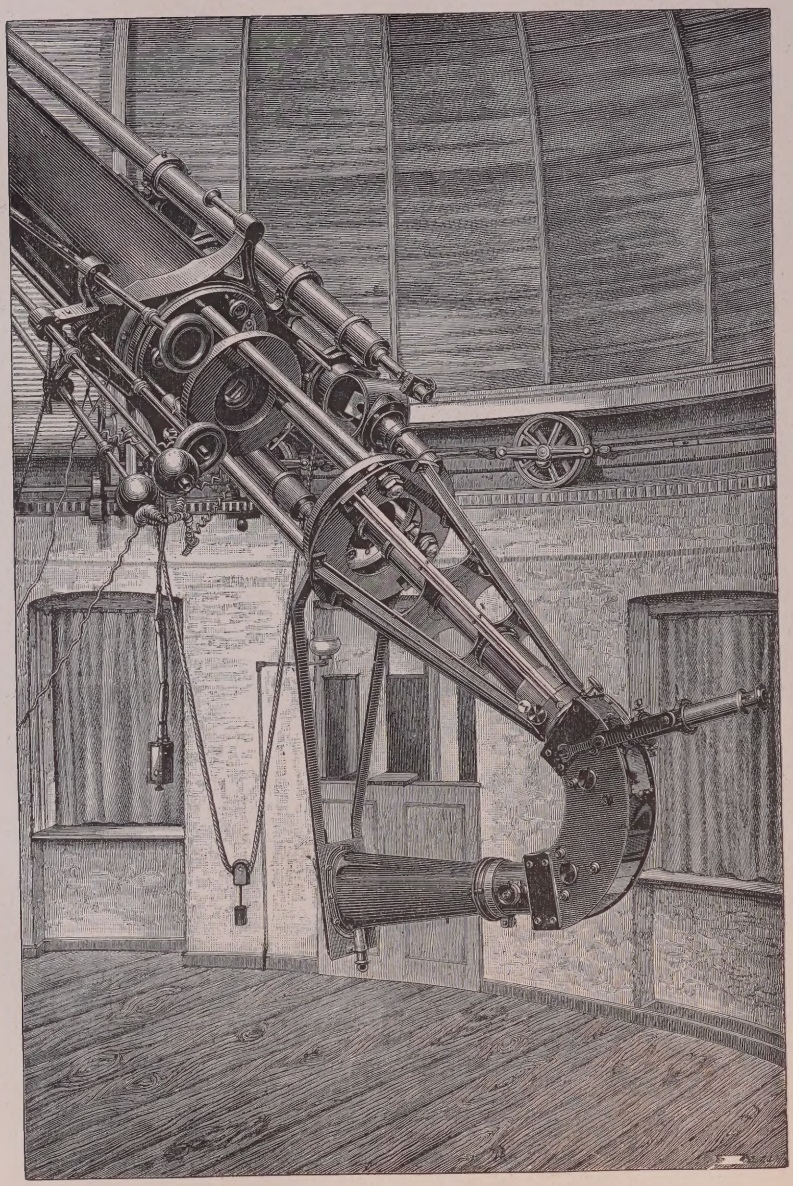


Fig. 98. Alter Spektrograph des Potsdamer Observatoriums.

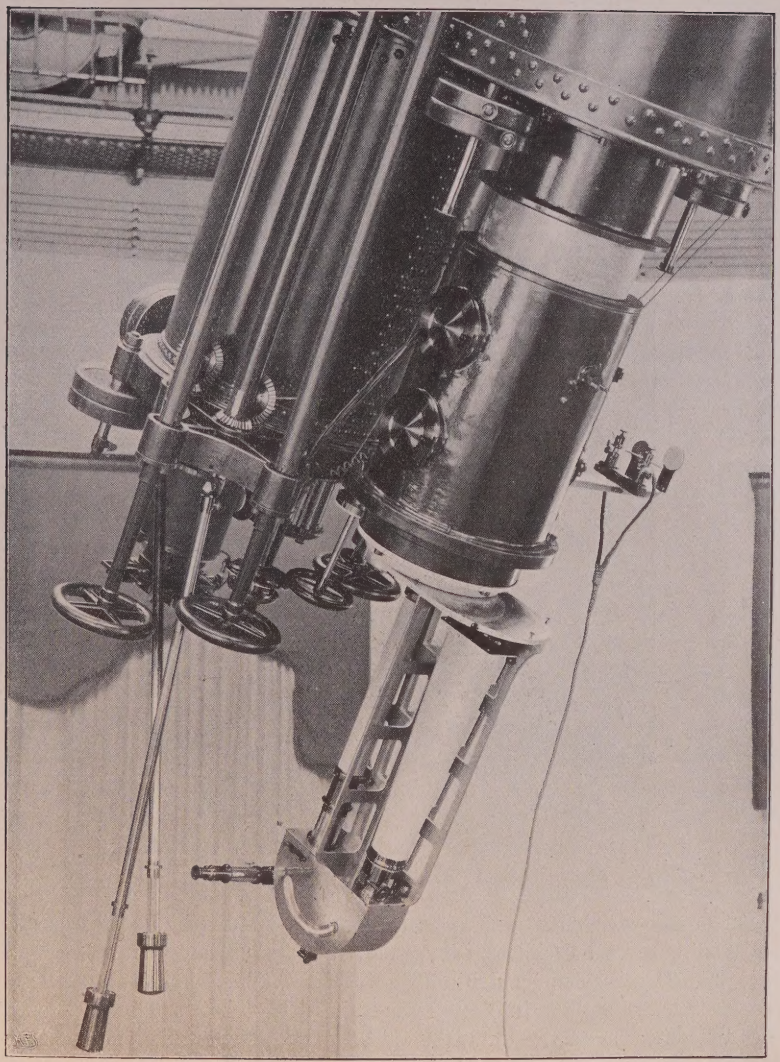


Fig. 99. Stern-Spektrograph am großen Refraktor des Observatoriums zu Potsdam.

sehr stark ausgedehnt wird. Man kann nun die Verhältnisse so wählen, daß selbst bei weitem Spalte das kontinuierliche Spektrum schwächer ist als die Protuberanzlinien. Damit sind aber die Bedingungen für die Sichtbarkeit der Protuberanzen erfüllt, indem man dieselben nun direkt durch den Spalt hindurch in dem der betreffenden Linie eigentümlichen Lichte (meistens wählt man dazu die Linie *C*) mit allen ihren Details beobachten kann. Es ist zu dem Zweck erforderlich, den Spalt des Spektroskops tangential zum

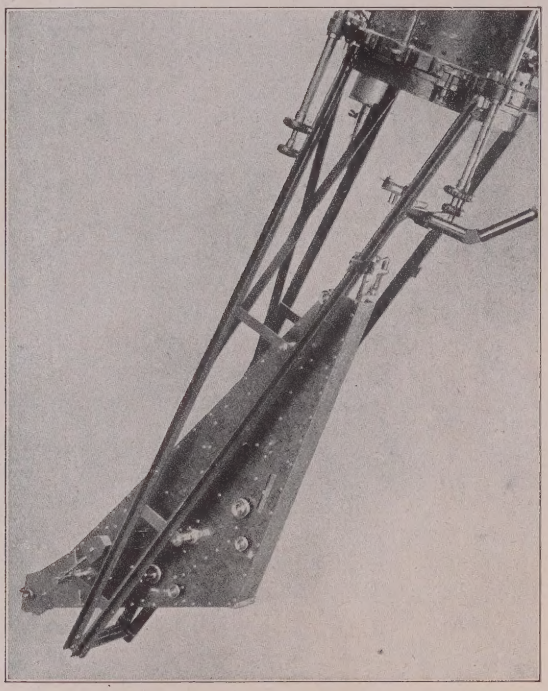


Fig. 100. Spektrograph des Dominion Observatory in Ottawa (Canada).

Sonnenrande zu stellen und während der Beobachtung in dieser Richtung zu erhalten, was bei einiger Übung ohne Schwierigkeit gelingt.

Fig. 98 zeigt den im Jahre 1888 von H. C. Vogel konstruierten Potsdamer Spektrographen in Verbindung mit dem damals größten Refraktor des Potsdamer Observatoriums (30 cm Öffnung). Ersterer besitzt zwei Compound-Prismen, die für die dritte Linie des Wasserstoffspektrums (im Dunkelblau) unveränderlich auf das Minimum der Ablenkung gestellt sind. Kollimator- und Kameraobjektiv haben 41 cm Brennweite. Um dem Apparat große Stabilität zu verleihen, hat bei seinem Bau fast ausschließlich Guß-

stahl Verwendung gefunden. Der Apparat hat gegenwärtig nur noch historisches Interesse, da mit ihm die ersten genauen Bestimmungen der Bewegung in der Gesichtslinie bei einer größeren Anzahl von Sternen ausgeführt worden sind.

Ein Spektrograph neuerer Konstruktion ist in Fig. 99 dargestellt in Verbindung mit dem im Jahre 1899 vollendeten großen Doppelrefraktor des Potsdamer Observatoriums (Fig. 59). Dieser Apparat, von Toepfer erbaut, besitzt drei einfache Prismen mit brechendem Winkel von etwas über 60°; die Brechungsverhältnisse sind so gewählt, daß die Ablenkung des aus dem Kollimator austretenden Strahlenzylinders durch die Prismen volle 180° beträgt. Zur Beurteilung der Dimensionen dieses Spektrographen sei angegeben, daß die Kamera, die an ihrer konischen Form kenntlich ist, eine Länge von 70 cm besitzt. Beim Gebrauch ist der Apparat mit einem Holzkasten umgeben, der im Innern eine Heizvorrichtung enthält, die aus saitenartig über Glasröhren gespannten dünnen Neusilberdrähten besteht; beim Durchgange eines elektrischen Stromes werden die Drähte erwärmt. Mit dieser Heizvorrichtung kann die Temperatur im Kasten während der Exposition, die oft stundenlang dauert, innerhalb eines Zehntelgrades konstant gehalten werden. Die außerordentlich feinen Beobachtungen erfordern diese Vorsichtsmaßregel. Bei Temperaturschwankungen erleiden nämlich sowohl die optischen als auch die mechanischen Teile des Spektrographen Änderungen, welche große Fehler in den Aufnahmen erzeugen würden.

Ein weiterer Spektrograph, und zwar ein solcher mit nur einem Prisma, ist in Fig. 100 abgebildet; er gehört dem Dominion Observatory in Ottawa, Canada.

3. Die Photometrie.

Nächst der Spektralanalyse bildet die Photometrie die wichtigste Disziplin der Astrophysik; sie lehrt den Astronomen, die Helligkeiten der Gestirne zu ermitteln, und setzt ihn damit in den Stand, aus den so gewonnenen Daten ebenfalls Schlüsse auf ihre Konstitution zu ziehen.

Die Photometrie ist der älteste Zweig der Astrophysik, denn die Versuche, die Helligkeiten der Sterne zu bestimmen, reichen bis in das Altertum zurück. Schon Ptolemäus hat uns in seinem Almagest einen Sternkatalog hinterlassen, in dem die Sterne nach ihrer Helligkeit in sogenannte Größenklassen eingeteilt sind. Auf dem Standpunkte dieser einfachen Klassifizierung ist man dann freilich länger als anderthalb Jahrtausende hindurch stehengeblieben, und erst die Entdeckung von Veränderungen in der Leuchtkraft einzelner Sterne hat das Verlangen nach genaueren Bestimmungen der Sternhelligkeiten wachgerufen, um die beobachteten Schwankungen besser verfolgen und neue entdecken zu können. Zunächst aber fehlte es noch an den wissenschaftlichen Grundlagen, auf denen sich eine Photometrie der Gestirne

aufbauen konnte, und erst die Arbeiten der großen Physiker des 17. und des 18. Jahrhunderts, besonders die klassischen Werke von Bouguer und Lambert, lieferten diese unentbehrlichen Fundamente.

Das Hauptprinzip, auf welchem alle photometrischen Beobachtungen beruhen, ist durch die physiologische Eigentümlichkeit unseres Auges gegeben, Vergleichungen zwischen zwei verschiedenen Helligkeiten nur dann einigermaßen genau ausführen zu können, wenn die Unterschiede gering sind. Jedes Auge sieht sofort, daß die Sonne außerordentlich viel heller ist als der Mond; es ist aber nicht imstande zu schätzen, wievielmal so hell, ob tausend- oder millionenmal. Dagegen kann ein geübter Beobachter mit ziemlicher Sicherheit angeben, ob zwei Sterne gleich hell sind; die Erfahrung hat gelehrt, daß man bei solchen Gleichheitsschätzungen bis zu einer Genauigkeit von ein bis zwei Prozent der Gesamthelligkeit gelangen kann. Die Aufgabe eines *Photometers* (so nennt man die zu Helligkeitsmessungen dienenden Apparate) besteht daher darin, dem Auge auch die genaue Bestimmung von großen Helligkeitsunterschieden zu ermöglichen, indem es das Licht des helleren von zwei miteinander zu vergleichenden Objekten in meßbarer Weise so weit verringert, daß es dem des schwächeren gleich wird.

Auch ohne besondere Apparate sind mit dem bloßen Auge oder mit einem Fernrohre gute Helligkeitsbeobachtungen ausführbar unter Benutzung der besonders von Argelander eingeführten Methode der *Stufenschätzungen*, die auch heute noch mit Erfolg angewandt wird. Dieselbe ist allerdings nur anwendbar, wenn es sich um die Vergleichung zweier Sterne handelt, deren Helligkeiten nicht sehr verschieden sind. Bedarf es beim Betrachten der Sterne einiger Überlegung, um zu erkennen, ob der eine Stern etwas heller ist als der andere, so nennt man die Differenz eine Lichtstufe; ein gut wahrnehmbarer Unterschied bedeutet zwei Stufen, ein sofort auffallender drei Stufen. Wenn ein geübter Beobachter sich auf diese drei Differenzen beschränkt, so ist der Begriff einer Stufe recht sicher und konstant. Ihr Wert fällt zwar bei verschiedenen Beobachtern verschieden aus, beträgt im allgemeinen aber annähernd eine zehntel Größenklasse. So einfach diese Methode ist, hat sie doch in der Hand gewissenhafter Beobachter, wie Argelander, Schönfeld u. a. m., wichtige Beiträge zur Kenntnis der veränderlichen Sterne geliefert.

Die eigentlichen Photometer unterscheiden sich in erster Linie durch die Art und Weise, wie die Abschwächung des Lichtes erreicht wird. Den ältesten Photometern von Lambert, Bouguer, Rumford u. a. liegt das Fundamentalgesetz zugrunde, daß die Helligkeit einer Lichtquelle im quadratischen Verhältnis der Entfernung vom Auge abnimmt, also z. B. nur $^1/_4$ ist, wenn die Entfernung die doppelte wird. Auch John Herschels *Astrometer* und Steinheils *Prismenphotometer* beruhen auf diesem Gesetze. Herschel verglich mit seinem Instrumente die Helligkeiten der mit bloßem Auge sichtbaren Sterne mit der Helligkeit der durch eine Linse sternartig verkleinerten Mondscheibe,

deren Bild er auf einem Schirme auffing. Die Entfernung dieses Schirmes vom Auge wurde so lange geändert, bis der künstliche und der wirkliche Stern dem Beobachter gleich hell erschienen. So unvollkommen dieser Apparat auch war, so verdient er doch besonders erwähnt zu werden, da Herschel mit ihm den ersten nicht auf bloßen Schätzungen beruhenden Helligkeitskatalog einer Anzahl heller Sterne hergestellt hat.

Mit dem Steinheilschen Prismenphotometer können zwei beliebige Sterne am Himmel direkt miteinander verglichen werden. Vor den beiden Hälften eines nach Art des Heliometers durchschnittenen Fernrohrobjektivs sind totalreflektierende Prismen angebracht, durch welche das Licht zweier Sterne nach dem Okular geworfen wird. Das Okular ist nicht scharf auf den Brennpunkt des Objektivs eingestellt, so daß die Sterne dem Auge nicht als Punkte, sondern als Scheiben erscheinen, deren Helligkeit von dem Abstande des Okulars vom Brennpunkte abhängt. Die Vergleichung der beiden Sterne wird nun in der Weise ausgeführt, daß man die beiden Objektivhälften einzeln so lange gegen das feststehende Okular verschiebt, bis die Flächenhelligkeit der beiden Sternscheiben, aus denen zur Vergleichung zwei gleich große Stücke herausgeblendet werden, die gleiche ist. Aus der Größe der Verschiebungen, die an einer Skala abgelesen werden, läßt sich dann die Helligkeitsdifferenz der beiden Sterne berechnen.

Mit einem solchen Instrument hat Seidel die Helligkeiten der Hauptplaneten und einer größeren Zahl (über 200) von Fixsternen ermittelt, sowie wertvolle Untersuchungen über die Absorption des Lichtes in der Erdatmosphäre angestellt. Die komplizierte Konstruktion des Instruments, seine unbequeme Handhabung und die auf helle Objekte beschränkte Anwendbarkeit haben aber eine größere Verbreitung des Steinheilschen Photometers verhindert, und Seidel scheint der einzige geblieben zu sein, der mit ihm Messungen ausgeführt hat.

Ein anderes photometrisches Prinzip, welches vielfach Verwendung gefunden hat, besteht in der teilweisen Abblendung der freien Öffnung des Fernrohrobjektivs oder des aus dem Objektiv austretenden Strahlenkegels. Mannigfache Apparate sind hierauf gegründet worden, von denen hier nur das Bouguersche und das Schwerdsche Photometer erwähnt werden mögen. Indessen unterliegen die mit derartigen Instrumenten ausgeführten Beobachtungen gewichtigen Bedenken, besonders infolge des Umstandes, daß durch die Anbringung von Blenden vor dem Objektiv oder im Strahlengange Beugungserscheinungen hervorgerufen werden, welche die Verteilung des Lichtes in den Brennpunktsbildern verändern, und es haben daher alle diese Apparate nur beschränkte Anwendung auf den Himmel gefunden. Dasselbe gilt auch für einige weitere photometrische Prinzipien, wie die Anwendung rotierender Scheiben, der Reflexion des Lichtes an spiegelnden Flächen, u. a. m.

Einen nachhaltigen Aufschwung erfuhr die Himmelsphotometrie erst,

als Zöllner das nach ihm benannte Photometer konstruierte und im Jahre 1861 eine Beschreibung desselben veröffentlichte, zugleich mit einer Anzahl von bedeutsamen Messungen, die er damit ausgeführt hatte. Das Wesentliche des *Zöllnerschen Photometers* besteht in der Einführung eines künstlichen Sternes, welcher durch polarisierende Medien meßbar geschwächt werden kann und als Vergleichsobjekt für die zu messenden Sterne dient. Fig. 101 stellt den Apparat in der Form dar, welche Zöllner ihm schließlich nach

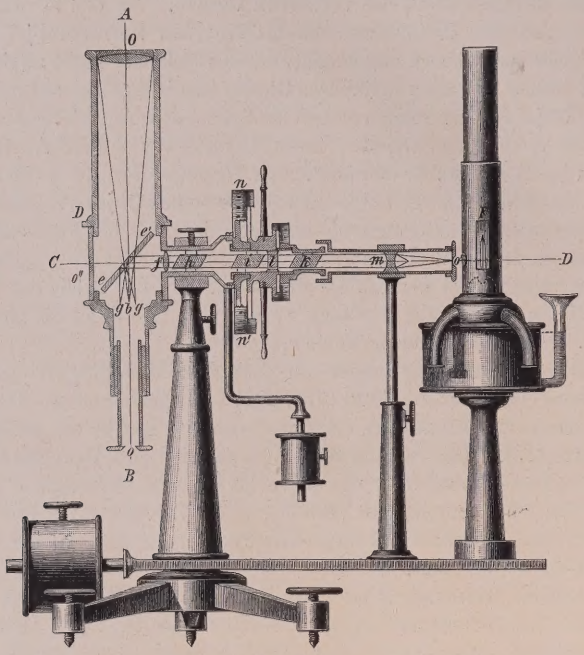


Fig. 101.

mancherlei Änderungen gegeben hat. AB ist ein kleines Fernrohr, welches einerseits um die horizontale Achse CD, andererseits, zugleich mit dem ganzen Apparat, um die vertikale Achse des Stativs gedreht werden kann. Von der Petroleumflamme F fällt Licht durch die kleine Öffnung o' auf die Bikonkavlinse m, welche dazu dient, das Bild der Öffnung zu verkleinern. Das Licht durchläuft dann, wenn wir uns zunächst k und l, deren Bedeutung später erklärt werden soll, fort denken, zwei sogenannte Nicolprismen i und h und wird durch die Sammellinse f auf die planparallele Glasplatte ee' geworfen. Dieselbe ist unter 45° gegen die Achse CD geneigt, so daß durch Reflexion an der vorderen und der hinteren Glasfläche schließlich in gg zwei verkleinerte,

nahezu punktförmige Bilder der Öffnung o' entstehen. Das eine Nicolprisma (h) sitzt in dem seitlichen Rohre fest, das andere (i) dagegen ist drehbar, und die Größe der Drehung kann an einem geteilten Kreise, dem sogenannten Intensitätskreise, mit Hilfe der beiden Nonien n und n' abgelesen werden. Stehen die Hauptschnitte der beiden Prismen einander parallel, so geht das von dem ersten Prisma zerlegte und polarisierte Licht durch das zweite Prisma ungehindert hindurch. Wird i aber gedreht, so ändert sich, dem Malusschen Gesetze entsprechend, die Intensität des aus h austretenden Lichtes proportional dem Quadrate des Kosinus des Drehungswinkels; man kann also auf diese Weise die Helligkeit der künstlichen Sterne gg beliebig abschwächen, und zwar in meßbarer Weise. Die beiden Sterne gg besitzen nicht die gleiche Helligkeit, da der von der Rückseite der Glasplatte reflektierte Strahl innerhalb der Glasplatte noch eine geringe Absorption erleidet. Man benutzt daher zur Messung gewöhnlich nur den von der vorderen Fläche reflektierten, helleren Stern. Richtet man nun das Fernrohr AB auf einen Stern am Himmel, so erhält man im Brennpunkte des Objektivs O ein Bild dieses Sternes; der Beobachter erblickt daher im Okular o nebeneinander in gleicher Schärfe das Bild b des wirklichen Sternes und den künstlichen Stern g und kann durch Drehung des Prismas i die Helligkeit von g so weit verringern, daß ihm b und g gleich hell erscheinen. Wird dieselbe Messung alsdann mit einem zweiten Sterne ausgeführt, so läßt sich das Helligkeitsverhältnis der beiden beobachteten Sterne berechnen, ohne daß die Intensität des künstlichen Sternes bekannt zu sein braucht.

Zwischen i und m befinden sich nun noch ein drittes Nicolprisma k und eine Bergkristallplatte l, welche den Zweck haben, den künstlichen Sternen eine beliebige Färbung zu geben. Die Änderung der Farben erfolgt durch Drehung von k gegen die übrigen polarisierenden Medien. Wird die Größe dieser Drehung mittels eines besonderen Kreises, des sogenannten Kolorimeterkreises, gemessen, und ist die Dicke der Bergkristallplatte bekannt, so ist die Farbe des Sternes unzweideutig bestimmt; der Apparat kann daher auch zu direkten Farbenmessungen der Gestirne benutzt werden. Da aber die Polarisationsfarben Mischfarben sind und den Farben der Sterne nur teilweise entsprechen, so hat das Kolorimeter als Meßapparat nur sehr geringe Verwendung gefunden.

Die im vorstehenden beschriebene Konstruktion des Zöllnerschen Photometers ist in der Hauptsache bis auf den heutigen Tag unverändert beibehalten worden, jedoch hat die mechanische Ausführung des Instruments mancherlei Änderungen und Verbesserungen erfahren. Fig. 102 stellt ein großes, von Wanschaff für die Potsdamer Sternwarte erbautes Photometer dar, welches sich sehr gut bewährt hat, und nach dessen Muster seitdem von Toepfer mehrere Instrumente in noch größeren Dimensionen ausgeführt worden sind. Das Photometer hat die Form eines Universalinstruments mit gebrochenem Fernrohr; der Beobachter blickt daher stets in horizontaler Richtung in das Okular, während bei der älteren Form (Fig. 101) die Haltung

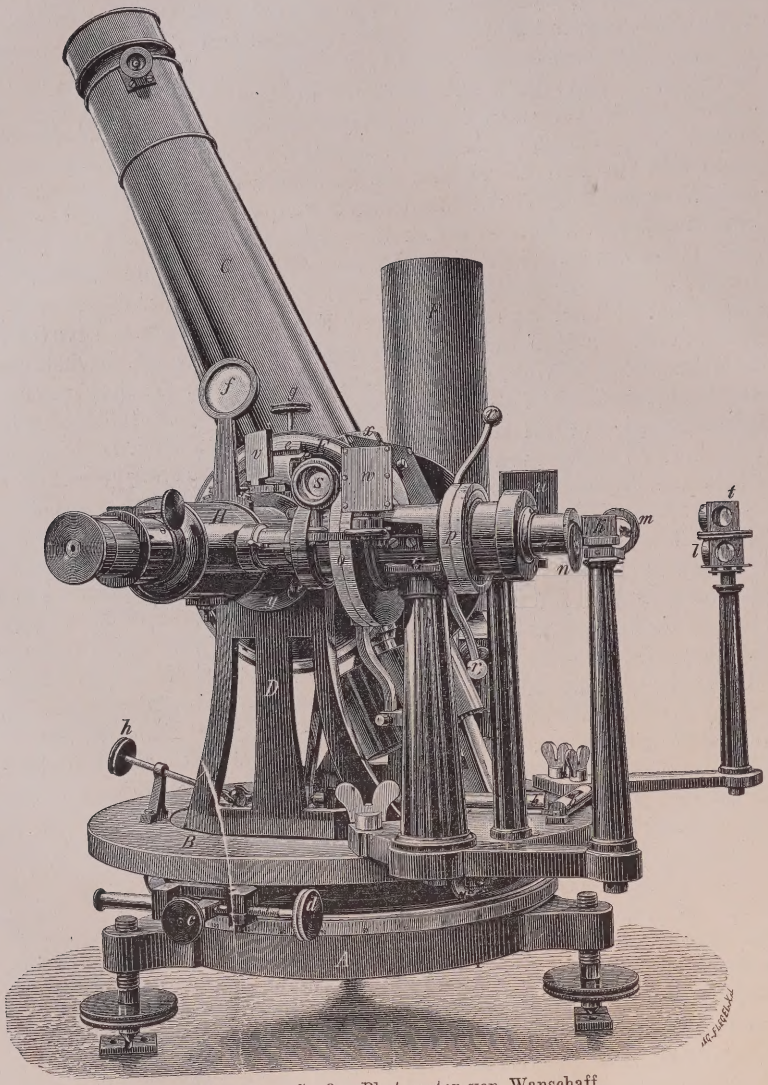


Fig. 102. Großes Photometer von Wanschaff.

des Kopfes von der Höhe des Sternes über dem Horizont abhängt und Sterne in der Nähe des Zenits überhaupt nur mit einem totalreflektierenden Prisma vor dem Okular beobachtet werden können. Die Petroleumlampe befindet sich auf der dem Okular entgegengesetzten Seite des Fernrohres und ist für den Beobachter gänzlich verdeckt; ihr Licht gelangt erst nach mehrmaliger Reflexion und Konzentration durch l, i, m, k in den eigentlichen Photometerapparat. Die Lampe erleuchtet aber außerdem auch mit Hilfe des total-

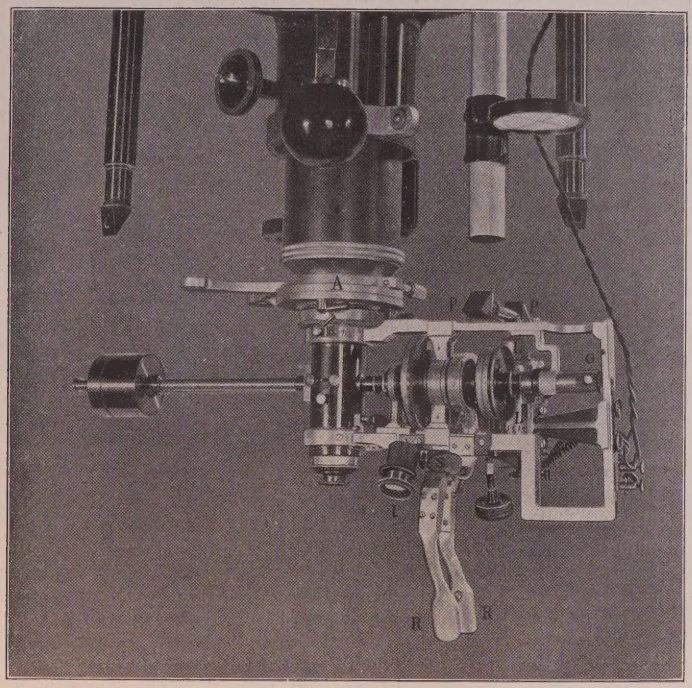


Fig. 103.

reflektierenden Prismas t und der Spiegel u, v, w den zum Einstellen der Sterne dienenden Höhenkreis E, sowie den Intensitätskreis o und den Kolorimeterkreis p. Das Objektiv hat eine Öffnung von 67 mm und eine Brennweite von 700 mm; es können aber auch statt dessen an den mit x und y bezeichneten Stellen kleinere Objektive von 36.5 mm bzw. 21.5 mm Öffnung und 350 bzw. 137 mm Brennweite eingesetzt werden.

Mit dem hier beschriebenen Instrument können noch Sterne der siebenten Größe bequem und sicher gemessen werden. Will man noch schwächere Sterne beobachten, so muß der Photometerapparat mit einem größeren Fern-

rohre in Verbindung gebracht werden, wie dies in Fig. 103 dargestellt ist. Das in dieser Figur abgebildete Photometer ist von Toepfer erbaut und zeigt gegen die oben beschriebenen Instrumente noch einige nicht unwesentliche Verbesserungen. Die Petroleumlampe ist durch eine elektrische Glühlampe L[1]) ersetzt, deren Licht von einer bei G befindlichen versilberten Glaskugel reflektiert wird, bevor es in den Photometerapparat gelangt. Außerdem ist das Instrument mit einem Registrierapparat versehen, von dem aber in der Figur nur die beiden nach unten hervorragenden Handgriffe RR zu erkennen sind, und dessen Prinzip auf S. 243f. näher beschrieben ist. Das ganze Photometer ist in dem Ringe A drehbar, so daß es in jede beliebige Lage gebracht werden kann. Auch hier wird die Photometerlampe benutzt, um mit Hilfe der Prismen pp und des Spiegels s die Kreise zu erleuchten. Soll der Registrierapparat nicht benutzt werden, so erfolgt die Ablesung des Intensitätskreises durch die Lupe l.

Ebenfalls auf dem Polarisationsprinzip beruht das Pickeringsche *Meridianphotometer*. Dasselbe besteht aus einem horizontal liegenden, in der Richtung Ost-West orientierten Fernrohre mit zwei genau gleichen Objektiven. Vor diesen Objektiven befindet sich je ein totalreflektierendes Prisma (oder ein Spiegel), von denen das eine durch eine Feinbewegung in geringem Maße beweglich ist, so daß das Bild eines Polsternes, der als Vergleichstern benutzt wird, mit Leichtigkeit beständig im Gesichtsfelde gehalten werden kann. Das andere Prisma ist mit einem Positionskreise versehen und erlaubt, das Licht eines jeden in der Nähe des Meridians befindlichen Sternes in das Fernrohr zu werfen. In der Nähe der Fokalebene der beiden Objektive befindet sich ein doppeltbrechendes achromatisiertes Kalkspatprisma, dessen Winkel so gewählt ist, daß das von dem einen Objektiv herrührende ordentliche Bild beinahe mit dem außerordentlichen Bilde von dem anderen Objektiv zusammenfällt, so daß das Licht beider Bilder dieselben Teile des Okulars und des Auges passieren muß. Vor dem Okular ist ein Nicolprisma angebracht, durch dessen Drehung die Gleichheit der Bilder in derselben Weise wie beim Zöllnerschen Photometer hergestellt wird.

Das Pickeringsche Photometer besitzt vor dem Zöllnerschen den großen Vorzug, daß bei ihm zwei wirkliche Sterne miteinander verglichen werden. Der künstliche Stern des Zöllnerschen Instruments besitzt doch ein etwas anderes Aussehen als die wirklichen Sterne, und die Vergleichung der beiden verschiedenartigen Objekte miteinander kann daher leicht zu Fehlern Veranlassung geben. Dafür hat aber das Pickeringsche Photometer wieder andere Nachteile, von denen der einschneidendste wohl der ist, daß es nur in der Nähe des Meridians Beobachtungen auszuführen gestattet. Ein anderer Übelstand liegt in der Benutzung eines Polsternes als Vergleichsobjekt, da infolgedessen die beiden zu vergleichenden Gestirne unter Umständen sehr

[1]) In der Figur zum größten Teil durch den Kolorimeterkreis verdeckt.

weit voneinander entfernt sind, so daß Verschiedenheiten in der Durchsichtigkeit der Luft sehr schädlichen Einfluß auf die Messungen ausüben können. Endlich ist das Instrument verhältnismäßig lichtschwach, so daß für die Beobachtung schwächerer Sterne ziemlich große Dimensionen gewählt werden müssen.

Ein anderes Prinzip liegt dem sogenannten *Keilphotometer* zugrunde, welches zuerst von Kayser in Danzig angegeben, im Jahre 1881 aber von Pritchard in Oxford ganz unabhängig von neuem konstruiert und in Anwendung gebracht worden ist. Es besteht im wesentlichen aus einem Keil von neutral absorbierendem, dunklem Glase, der durch das Gesichtsfeld des Fernrohres bewegt werden kann. Eine Skala gibt an, bei welcher Dicke des Keiles das Licht eines Sternes zum Verschwinden oder zum Wiederauftauchen gebracht wird, und es lassen sich auf diese Weise aus den bekannten Absorptionsverhältnissen des Keiles die Helligkeitsdifferenzen der beobachteten Sterne berechnen. Offenbar hat diese Methode mit dem anfangs auseinandergesetzten Prinzip, bei einer Vergleichung das hellere Objekt auf die gleiche Stufe wie das schwächere zu bringen, nichts zu tun; das Verschwinden eines Sternes erfolgt, wenn das Sternlicht, das sich über die Helligkeit des Untergrundes lagert, unter den Schwellenwert des Auges herabgedrückt ist.

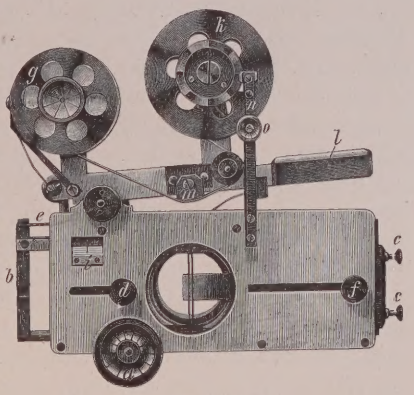


Fig. 104.

Fig. 104 zeigt ein vom Mechaniker Toepfer angefertigtes Keilphotometer, welches leicht an jedes beliebige Fernrohr angebracht werden kann. Das Okular ist entfernt, so daß man den im Inneren des kleinen metallenen Kastens befindlichen Keil erblickt, sowie zwei Stege, welche die Mitte des Gesichtsfeldes fixieren. Der Keil ist mittels der Schrauben *cc* an dem Rahmen *b* befestigt und kann zugleich mit diesem mit Hilfe des Triebes *a* fortbewegt werden. *i* ist ein Index, an welchem eine dahinter befindliche, ebenfalls an dem Rahmen *b* befestigte Skala abgelesen werden kann, *f* endlich ein Schieber, mit dessen Hilfe sich erforderlichenfalls das ganze Gesichtsfeld bis auf einen schmalen Ausschnitt in der Mitte abdecken läßt. Über dem Photometer befindet sich eine in dieser Form zuerst von E. v. Gothard angegebene Registriervorrichtung, welche es dem Beobachter ermöglicht, beliebig viele Einstellungen am Photometer zu machen, ohne gezwungen zu sein, dieselben jedesmal am Index *i* abzulesen. Durch Niederdrücken des Hebels *l* preßt man einen unter dem Kissen *m* herumgeführten Papierstreifen gegen die

mit einer erhabenen Teilung versehene Skala e und fixiert so auf dem Papiere die jedesmalige Stellung des Keiles. Beim Loslassen des Hebels l bewirkt die Feder n eine kleine Drehung des Rades k und damit ein weiteres Abwickeln des Papierstreifens von der Rolle g, so daß für eine neue Registrierung Platz wird.

Das Keilphotometer in der soeben beschriebenen Form ist ein ungemein bequemer und handlicher Apparat; die Genauigkeit der mit ihm ausgeführten Beobachtungen ist aber etwas geringer, als sie mit den Polarisationsphotometern erreicht werden kann. Dies liegt vor allen Dingen daran, daß die Empfindlichkeit des Auges, welche bei den Beobachtungen mit dem Keilphotometer eine wichtige Rolle spielt, nicht unerheblichen Schwankungen unterworfen ist. Auch die Helligkeit des Himmelsgrundes übt einen starken Einfluß auf die Messungen aus, indem bei hellerem Himmelsgrund das Verschwinden des Sternes bei geringerer Keildicke erfolgt als bei dunklem Himmelsgrund. Eine weitere Quelle der Unsicherheit bildet die Bestimmung der Absorption des Keiles, welche um so schwieriger ist, als es ein absolut neutrales, d. h. alle Farben in gleichem Grade absorbierendes Glas nicht gibt, so daß die Absorption streng genommen für jede einzelne Sternfarbe ermittelt werden müßte. Um wirklich gute Resultate zu erzielen, muß man daher das Keilphotometer mit großer Vorsicht handhaben.

Eine wesentliche Verbesserung des Keilphotometers wurde in neuerer Zeit dadurch erreicht, daß man eine künstliche Vergleichlichtquelle einführte, ähnlich wie es in dem Zöllnerschen Photometer geschieht. Die Messung erfolgt in der Weise, daß man den wirklichen Stern durch Vorschieben des Keiles so stark abschwächt, daß seine Helligkeit genau gleich der Helligkeit des künstlichen Vergleichsternes wird. In dieser Form dürfte das Keilphotometer den Polarisationsphotometern an Meßgenauigkeit und Bequemlichkeit der Handhabung nicht wesentlich nachstehen.

Auch mit Hilfe der Photographie lassen sich photometrische Bestimmungen an den Himmelskörpern ausführen, und zwar nach zwei verschiedenen Methoden. Nimmt man mittels eines Fernrohres einen Teil des Himmels auf einer photographischen Platte auf, so erkennt man auf dem erhaltenen Negativ, daß die Bilder der helleren Sterne merklich größer sind als die der schwächeren. Die Durchmesser der auf der photographischen Platte entstandenen Sternscheibchen können daher dazu benutzt werden, die Helligkeiten der aufgenommenen Gestirne zu ermitteln, vorausgesetzt, daß man eine Beziehung zwischen der Helligkeit und dem Durchmesser des Scheibchens kennt. Diese Methode ist die ältere, da sie bereits 1857 von G. P. Bond zu photographischen Helligkeitsmessungen angewendet worden ist. Die Bilder der helleren Sterne auf der Platte sind aber nicht nur größer, sondern auch intensiver geschwärzt als die der schwächeren; man kann daher auch aus dem Grade der Schwärzung der photographischen Bilder die Helligkeiten ableiten, sobald man eine Beziehung zwischen der Helligkeit und der Schwärzung

besitzt. Diese zweite Methode hat zuerst Schwarzschild in einwurfsfreier Weise und in größerem Umfange angewendet, und sie wird in letzter Zeit fast allgemein bevorzugt, obwohl sie in einem Punkte im Nachteil gegenüber dem Verfahren der Durchmessermessungen ist. Es sind nämlich die fokalen Bilder bei guten Fernrohren so klein, daß sich ihre Schwärzungen mit einem dazu geeigneten Instrumente, dem weiter unten beschriebenen Mikrophotometer, nicht messen lassen. Man muß also Aufnahmeverfahren verwenden, welche größere Bilder geben. Hierdurch wird aber natürlich die Intensität der Bilder herabgesetzt, und man ist gezwungen, Instrumente verhältnismäßig großer Dimensionen und sehr lange Belichtungszeiten anzuwenden, wenn die Helligkeiten schwacher Sterne bestimmt werden sollen. Die Vergrößerung der Bilder wird nun entweder dadurch erreicht, daß man die photographische Aufnahme nach einem Vorschlage von Janssen nicht in der Brennebene des Fernrohres, sondern etwas außerhalb derselben macht (extrafokale Aufnahmen), oder daß man der Kassette während der Aufnahme eine derartige Bewegung erteilt, daß jeder Stern eine kleine schraffierte Fläche erzeugt (Schraffierkassette von Schwarzschild).

Für beide Methoden ist es, wie schon erwähnt, erforderlich, eine Beziehung zwischen den auf die Platte einwirkenden Intensitäten und dem durch diese Intensitäten hervorgerufenen Effekt (Durchmessergröße oder Schwärzung) zu besitzen. Der nächstliegende Weg hierzu, der auch in der Tat zuerst beschritten wurde, ist der, daß man die Helligkeiten einiger der auf der Platte vorhandenen Sterne durch visuelle photometrische Messungen bestimmt und nun mittels dieser Sternhelligkeiten die gesuchte Beziehung etwa durch ein graphisches Verfahren oder durch eine Formel herstellt. Dieses Verfahren ist für die Durchmessermethode von zahlreichen Astronomen (Charlier, Scheiner, Trépied, Kapteyn, Turner, Christie usw.) benutzt worden. Es hat sich namentlich zu Helligkeitsmessungen für Durchmusterungen und für die photographische Himmelskarte bewährt, wo man die visuellen Helligkeiten genügend vieler Sterne kennt und keine hohen Ansprüche an die Genauigkeit stellt.

Trotz der großen Einfachheit eignet sich dieses Verfahren aber nicht für einen allgemeinen Gebrauch. Man besitzt nämlich nur für die hellen Sterne bis einschließlich der 7.5ten Größenklasse visuelle photometrische Messungen von genügender Genauigkeit, für die schwachen und schwächsten Sterne dagegen keine oder nur vereinzelte. Vor allem macht aber die verschiedene Farbe der Sterne große Schwierigkeiten. Dem menschlichen Auge, für welches die stärkste Empfindlichkeit im Gelbgrün liegt, erscheint ein gelber oder rötlicher Stern heller als der Platte, welche die größte Empfindlichkeit im Blau und Violett hat. So wird z. B. der rote Stern α Orionis vom Auge nahezu ebenso hell geschätzt als der weiße Stern α Aquilae; auf einer photographischen Aufnahme aber wird α Orionis um mehrere Größenklassen schwächer erhalten als α Aquilae.

Aus diesen Gründen war man bald bestrebt, auf andere Weise als oben auseinandergesetzt wurde, die nötige Beziehung zwischen Intensität und Bilddurchmesser bzw. Schwärzung, d. h. die Skala, zu finden. Gegenwärtig wendet man für genaue Messungen vielfach das folgende, besonders durch die Arbeiten von Schwarzschild vervollkommnete Verfahren an. Man macht von der zu untersuchenden Gegend zwei Aufnahmen von gleicher Expositionsdauer; bei der zweiten setzt man aber vor das Objektiv des Fernrohres ein sorgfältig hergestelltes Drahtgittergeflecht, dessen lichtschwächende Wirkung (Absorptionskonstante) im Laboratorium genau bestimmt worden ist. Aus der Differenz der Bilddurchmesser bzw. der Schwärzungen auf den zwei Aufnahmen läßt sich dann mit Hilfe der Absorptionskonstante des Gitters die gesuchte Beziehung berechnen. Ein zweites Verfahren zur Herstellung einer Skala ist von Hertzsprung angegeben und von ihm und anderen (Chapman und Melotte, Halm) mit bestem Erfolge benutzt worden. Es besteht darin, daß man wieder wie bei dem Schwarzschildchen Verfahren ein Gitter vor das Objektiv des Fernrohres setzt, aber ein solches, welches aus gleichstarken Stäben oder Drähten (Stabgitter) hergestellt ist, die alle genau den gleichen Abstand voneinander haben. Dieses Stabgitter wirkt wie ein Beugungsgitter, d. h. man erhält außer dem zentralen Sternbild noch zu beiden Seiten desselben Spektren des Sternes, deren Intensitäten sich aus der bekannten Gitterkonstante streng berechnen lassen. Diese beiderseitigen Spektren sind bei so weiten Gittern, wie man sie für photometrische Zwecke verwendet, so kurz, daß sie von einem Sternbild kaum zu unterscheiden sind und daher wie ein solches bei der Messung behandelt werden können. Der der Schwärzungsdifferenz zwischen Zentralbild und Spektren entsprechende Intensitätsunterschied ist, wie erwähnt, aus der Gitterkonstante bekannt. Diese Methode hat sich besonders gut bei der Benutzung außerfokaler Aufnahmen bewährt.

Für den Fall, daß man die Schwärzungen der Sternbilder verwendet, gibt es aber noch ein drittes Verfahren, das darin besteht, daß im Laboratorium auf die Platte direkt eine Helligkeitsskala aufkopiert wird, die nach Beendigung der Sternaufnahme mit dieser zusammen entwickelt wird. Man belichtet hierzu eine Anzahl Felder eines seitlich von der Sternaufnahme gelegenen Plattenstückes mit einer Reihe bekannter, passend abgestufter Intensitäten unter Einhaltung derselben Expositionszeit, welche die Sternaufnahme hat, und erhält so ohne weiteres die gesuchte Beziehung zwischen Helligkeit und Schwärzung. Auf diese Weise hat Parkhurst aus extrafokalen Aufnahmen die photographischen Helligkeiten der Sterne in der Polgegend bestimmt. Es mag noch erwähnt werden, daß unter Benutzung von farbenempfindlichen photographischen Platten nach einer der oben auseinandergesetzten Methoden auch visuelle Sternhelligkeiten bestimmt werden können, deren Genauigkeit die der direkten visuellen Messungen erreicht.

Sind erst einmal die Helligkeiten einer genügenden Zahl von Sternen einer Himmelszone, z. B. des Nordpoles, oder einer Sterngruppe, etwa der Plejaden, sicher bekannt, so kann man die Helligkeiten anderer Sterne einfach dadurch bestimmen, daß man die zu untersuchende Gegend und die mit den bekannten Helligkeiten nacheinander auf dieselbe Platte aufphotographiert und damit erstere an die letztere anschließt. Gegenwärtig wird die von E. C. Pickering und Seares aufgestellte „Nordpolarsequenz" allgemein als Standard benutzt. Sie enthält 96 Sterne bis zur 20. Größenklasse, und Helligkeiten und Farben dieser Sterne sind sehr genau bestimmt.

Es mag hier noch eine Schwierigkeit besprochen werden, auf die man sowohl bei visuellen als auch bei photographischen Helligkeitsmessungen stößt. Sie rührt von der verschiedenen Farbe der Sterne der. Streng genommen lassen sich nur Objekte derselben Farbe miteinander vergleichen. Hat man es mit verschiedenfarbigen Sternen zu tun, so treten infolge der verschiedenen Farbenempfindlichkeit des Auges Unterschiede in den Helligkeitsmessungen verschiedener Beobachter auf (Farbengleichung). Würden nun die Unterschiede von der Farbe allein abhängig sein, so ließen sie sich leicht unschädlich machen. Sie sind aber auch von der subjektiven Helligkeit der beiden zu vergleichenden verschiedenfarbigen Objekte abhängig. Ein und derselbe Beobachter nämlich, der zwei Sterne, z. B. einen rötlichen und einen weißen, in einem kleinen Fernrohr gleich hell sieht, findet sie bei der Betrachtung durch ein größeres Fernrohr nicht mehr gleich hell. Man nennt diese Erscheinung das *Purkinje-Phänomen.* Es ist dieses Phänomen aber nicht auf das Auge beschränkt, sondern tritt in ganz gleicher Weise auch bei der photographischen Platte auf. Durch dasselbe entsteht ein Fehler in der Helligkeitsskala, der sich nur dadurch vermeiden läßt, daß alle Vergleichungen bei derselben subjektiven Helligkeit resp. derselben Schwärzung der Platte gemacht werden. Das bringt aber meist erhebliche Schwierigkeiten mit sich.

Die photographische Photometrie, deren Anwendung auf genaue Messungen von Sternhelligkeiten erst jüngeren Datums ist, hat schon recht wertvolle Resultate gezeitigt, und es ist zu erwarten, daß sie nach eingehenderer experimenteller Untersuchung ihrer Grundlagen noch weiter vervollkommnet werden kann.

Die Schwärzungen mißt man am bequemsten und sichersten mit einem Hartmannschen Mikrophotometer (Fig. 105), wie es vom Mechaniker Toepfer gebaut wird. Es ist dies ein Apparat, mit welchem man durch eine besondere optische Einrichtung (Lummer-Brodhunsches Prisma) beliebige Teile einer photographischen Aufnahme unmittelbar neben einer Skala sichtbar machen und mit dieser sehr genau vergleichen kann.

Vor einigen Jahren hat Stebbins versucht, auch die Selenzelle zur Messung von Sternhelligkeiten zu verwenden. Das Selen in seiner metallischen Modi-

fikation verringert nämlich den Widerstand, welchen es einem hindurchfließenden elektrischen Strom entgegensetzt, in erheblichem Maße, wenn es mit Licht bestrahlt wird. Stebbins brachte nun eine Selenzelle im Brennpunkt eines großen Fernrohres an und maß die bei der Belichtung durch Sterne stattfindenden Widerstandsänderungen mit einem sehr empfindlichen Ampèremeter. Aus diesen Änderungen konnte er die Helligkeitsdifferenzen

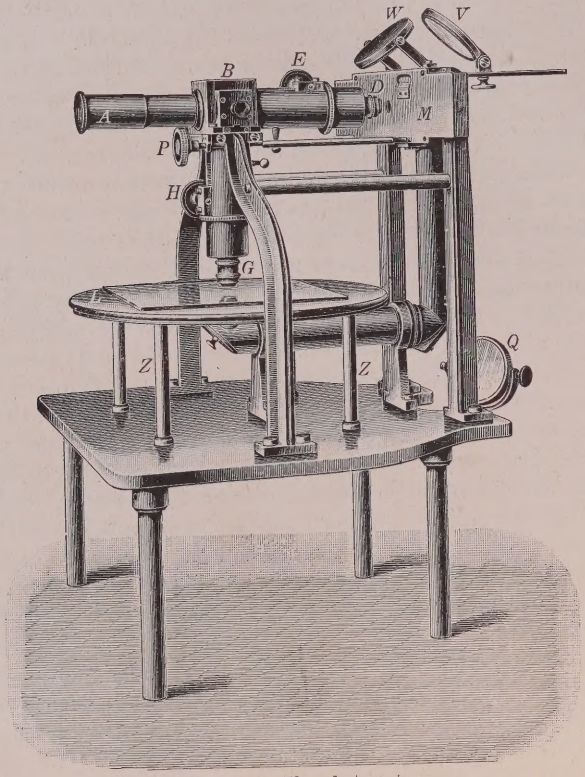


Fig. 105. Mikrophotometer.

der untersuchten Sterne berechnen. Leider ist das Verfahren wegen der relativ geringen Lichtempfindlichkeit der Selenzelle bisher nur auf die hellsten Sterne anwendbar. Stebbins konnte aber so z. B. sehr geringe periodische Helligkeitsänderungen einiger Sterne auffinden und mit großer Genauigkeit messen.

Das Bestreben in der Photometrie, das Auge durch lichtempfindliche Apparate zu ersetzen, das den Stebbinsschen Untersuchungen zugrunde liegt, ist dann durch die Verwendung photoelektrischer Zellen von Erfolg

gekrönt worden und hat der Sternphotometrie einen neuen Aufschwung gegeben. P. Guthnick und H. Rosenberg haben mit solchen Versuchen begonnen, und der erstere hat seine Methode abgeschlossen und in langen Messungsreihen erprobt. Die Abbildung (Fig. 106) zeigt die am Okularende des 30 cm-Refraktors der Babelsberger Sternwarte angebrachte photoelektrische Apparatur Guthnicks. Diese Methode benutzt die von Hertz entdeckte und von Elster und Geitel und anderen sorgfältig studierte Erscheinung, daß gewisse Metalle, insbesondere Kalimetalle (Kalium, Cäsium, Rubidium) bei Einwirkung von Licht Elektronen emittieren. Lädt man Belege dieser Metalle, die unter niedrigem Gasdruck stehen, auf etwa 100 Volt auf, so ist dieser Photoeffekt so kräftig, daß man den aus dem Metall entweichenden Elektronenstrom durch die Aufladung eines empfindlichen Elektrometers messen kann. Dieser Strom ist der auffallenden Lichtenergie proportional. Der in der Figur sichtbare zylindrische Behälter enthält die Zelle, die die Gestalt einer kleinen, etwa 50 mm im Durchmesser messenden Glaskugel hat, welche im Innern einen feinen Metallbelag, z. B. von Kalium, in Form einer Kugelkalotte trägt.

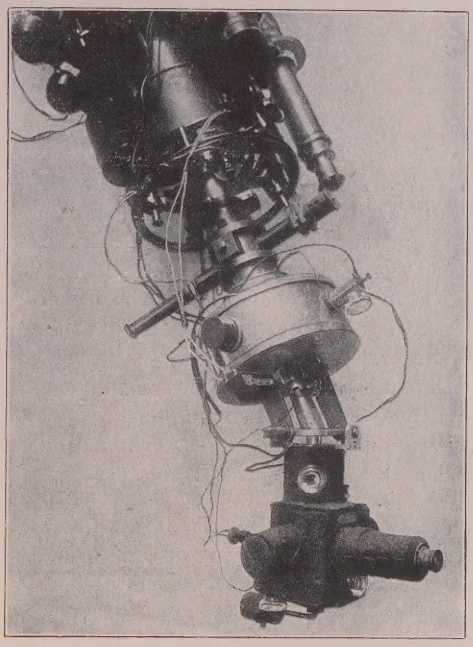


Fig. 106. Guthnicks photoelektrischer Apparat.

In die Glaskugel sind die Elektroden eingeschmolzen, die eine im Bereich des Metallbelags, um diesen auf die gewünschte Spannung zu bringen, die andere in Gestalt eines Drahtringes oder Stäbchens im Abstand einiger Millimeter vom Metallbelag, um den Elektronenstrom nach dem Elektrometer abzuführen. Das Elektrometer ist kardanisch am Zellengehäuse aufgehängt und trägt das Okularfernrohr zum Anvisieren des Elektrometerfadens. Sobald Sternlicht auf die Zelle fällt, lädt sich der Elektrometerfaden auf und wandert durch das Gesichtsfeld, das eine Skala trägt. Die Durchgänge des Fadens durch bestimmte Marken der Skala werden mit Hilfe eines Tasters auf einen Chronographen registriert. Die Aufladegeschwindigkeit des Fadens steht in einfacher Beziehung zur Intensität des einfallenden Stern-

lichtes, so daß man aus den registrierten Zeiten die Sternhelligkeit ableiten kann. Es werden von Guthnick in bestimmtem Turnus die untersuchten Sterne an möglichst nahe benachbarte Vergleichsterne angeschlossen und Schwankungen in der Sternhelligkeit mit großer Genauigkeit gemessen. Der mittlere Fehler einer Vergleichung ist von der Größenordnung von 0.005 Größenklassen.

Handelt es sich darum, die Intensitäten der verschiedenen Teile des Spektrums zweier Gestirne messend miteinander zu vergleichen, so bedient man sich eines *Spektralphotometers*. Dieses besteht aus einem zusammengesetzten Spektralapparat, in welchem neben dem Spektrum des zu untersuchenden Gestirnes das Spektrum einer mit konstanter Helligkeit brennenden Lampe erzeugt wird. Die Intensität des kontinuierlichen Spektrums dieser Lampe läßt sich nun ähnlich wie bei dem gewöhnlichen Photometer mit Hilfe von Nicolprismen meßbar verändern, so daß die Helligkeit verschiedener Teile des Sternspektrums gegen die des Lampenspektrums bestimmt werden kann. Derartige Messungen werden z. B. für die Bestimmung der Temperatur der Sterne ausgeführt.

Im Anschluß an die Darstellung der photometrischen Methoden ist noch eine Erscheinung zu besprechen, welche in der Photometrie dieselbe Rolle spielt, wie die Refraktion in der Astronomie. Schon dem ungeübten Beobachter muß es auffallen, daß ein Stern um so schwächer erscheint, je weiter er von dem Zenit des Beobachtungsortes entfernt ist. Dies geht so weit, daß unmittelbar am Horizont dem unbewaffneten Auge selbst in ganz klaren Nächten nur noch Sterne der ersten und der zweiten Größenklasse sichtbar bleiben, während Sterne der dritten Größe bereits nicht mehr zu erkennen sind. Der Grund hierfür liegt in der Absorption, welche die Atmosphäre der Erde auf die Lichtstrahlen, die sie passieren, ausübt, und welche natürlich um so größer ist, je länger der in der Atmosphäre zurückgelegte Weg ist. Diese *Extinktion des Lichtes* ist für einen gegebenen Beobachtungsort ebenso wie die Refraktion nahezu der Tangente der Zenitdistanz proportional; sie ändert sich aber außerdem mit der Höhe des Beobachtungsortes über dem Meeresspiegel, oder, richtiger ausgedrückt, mit dem Barometerstande, welcher ja ein Maß für die über dem Beobachtungsorte befindliche Luftmenge bildet. Der Betrag der Extinktion für die verschiedenen Zenitdistanzen ist auf empirischem Wege, besonders von Seidel in München und Müller in Potsdam, ermittelt worden. Der folgende Auszug aus der von Müller für Potsdam aufgestellten Extinktionstabelle läßt deutlich erkennen, welche außerordentlich großen Beträge die Schwächung des Lichtes in der Nähe des Horizonts erreicht.

Zenitdistanz	Extinktion	Zenitdistanz	Extinktion
0°	0.00 Größenklassen	65°	0.32 Größenklassen
20	0.01 „	70	0.45 „
30	0.03 „	75	0.65 „
40	0.06 „	80	0.98 „
50	0.12 „	84	1.49 „
60	0.23 „	88	3.10 „

Die Extinktion des Lichtes in der Erdatmosphäre ist nicht für alle Strahlengattungen dieselbe; vielmehr werden die blauen und violetten Strahlen viel stärker absorbiert, als die grünen, und diese wiederum stärker als die gelben und roten. Infolgedessen müßte streng genommen für jede einzelne Sternfarbe auch eine besondere Extinktionstabelle aufgestellt werden. Die vorstehend mitgeteilten Zahlenwerte sind für eine mittlere Sternfarbe berechnet und haben ausschließlich für optisch-photometrische Beobachtungen Gültigkeit. Bei photographischen Helligkeitsmessungen dagegen, bei denen die blauen und violetten Lichtstrahlen verwendet werden, ist der Betrag der Extinktion wesentlich höher und zwar etwa doppelt so groß als bei den optischen Beobachtungen.

Wer sich näher mit den der astronomischen Photometrie zu Grunde liegenden Theorien vertraut machen will, findet darüber reichen Aufschluß in G. Müllers Lehrbuch „Die Photometrie der Gestirne“ (Leipzig, Engelmann, 1897).

4. Die Photographie.

Wohl nur selten hat eine Erfindung sich so rasch aus kleinen Anfängen weiter entwickelt und eine so weit über ihre selbständige Bedeutung hinausgehende Stellung erlangt, wie die Photographie. Fast auf allen Gebieten menschlicher Tätigkeit bedient man sich ihrer heutzutage, und es kann nicht Wunder nehmen, daß sie auch in der Astronomie als Beobachtungsverfahren bereits frühzeitig Eingang gefunden hat und sich immer weitere Kreise erobert. Daguerre selbst hatte die ersten Versuche gemacht, die Gestirne des Himmels auf der empfindlichen Platte festzuhalten; freilich waren seine Resultate, dem damaligen Zustande seiner großen Erfindung entsprechend, noch sehr unvollkommen. Doch der Anfang war gemacht, und wir sehen, daß jeder neue Fortschritt der photographischen Technik auch neue Versuche auf dem Gebiete der Astrophotographie hervorrief. Waren es in der ersten Zeit nur die hellsten Objekte des Himmels, Sonne und Mond, die photographiert werden konnten, so ermöglichte es die viel größere Empfindlichkeit der späteren Verfahren (Albuminplatten, nasses Kollodiumverfahren), auch Teile des Fixsternhimmels aufzunehmen. Aus jener Jugendzeit der Astrophotographie sind außer den herrlichen Mondaufnahmen von Draper und Rutherfurd insbesondere die zahlreichen Sternaufnahmen des letzteren zu erwähnen, deren großer wissenschaftlicher Wert erst später nach ihrer Ausmessung und Reduktion erkannt worden ist.

Eine neue und zugleich die wichtigste Epoche beginnt indessen erst im Jahre 1871, als der Engländer Maddox die Bromsilbergelatine-Emulsion erfand, mit der es unter Benutzung lichtstarker Fernrohre gelingt, weiter in die Tiefen des Weltraumes einzudringen, als dies bisher dem Auge vergönnt war. Der beispiellose Aufschwung der Astrophotographie, welcher mit

der Einführung der Bromsilbergelatineplatten begann, wurde insbesondere durch die wertvollen Eigenschaften dieser Platten bedingt. Sehen wir nämlich von der Aufnahme des hellsten Gestirnes, der Sonne, und in gewissem Sinne auch noch von der des Mondes ab, so ist das Haupterfordernis, welches bei der Anwendung der Photographie in der Astronomie zu erfüllen ist, eine möglichst hohe Empfindlichkeit der photographischen Schicht. Tatsächlich übertrifft nun die Lichtempfindlichkeit der modernen Bromsilbergelatineplatte diejenige der bei allen älteren Verfahren verwendeten Platten um viele tausendmal. Eine zweite, namentlich für Messungszwecke unumgänglich nötige Eigenschaft der Gelatineplatte ist die, daß bei dem Entwickeln und Fixieren nach der Exposition die belichtete Schicht in weit geringerem Maße Verziehungen unterworfen ist, als dies bei den meisten früheren Verfahren der Fall war, wo oftmals infolge des Ablösens oder der unregelmäßigen Ausdehnung der Bildschicht die Messungen recht unsicher wurden. Aber selbst die vorhandenen kleinen Änderungen der Schicht lassen sich bei den Bromsilbergelatineplatten zum größten Teil dadurch unschädlich machen, daß man vor der Entwicklung der Platte ein feines Netz aufkopiert, was z. B. bei dem Kollodiumprozeß, wo die Platten in feuchtem Zustande zur Exposition gelangten, nicht möglich war. Bedenkt man fernerhin, daß Bromsilbergelatineplatten beliebig lange in lichtempfindlichem Zustande haltbar sind, daß ihre Exposition nicht wie bei den Kollodiumplatten in feuchtem Zustande zu erfolgen hat, wodurch der Dauer der Belichtung eine ziemlich enge Grenze gesetzt war, daß endlich die Behandlung der Platte höchst einfach, die fertiggestellte Platte recht unempfindlich gegen mechanische Einwirkungen ist, so wird man leicht begreifen, daß ohne die Erfindung der Bromsilbergelatineplatten wohl kaum ein so rasches Aufblühen der Astrophotographie stattgefunden haben würde. Doch darf nicht unerwähnt bleiben, daß mit der Entwicklung der photographischen Technik auch eine große Vervollkommnung der praktischen Optik Hand in Hand ging, der hier ganz neue Aufgaben gestellt wurden, und es wäre ungerecht, wollte man den wichtigen Einfluß dieser Fortschritte unterschätzen. Wir werden dieser großen Dienste, welche die praktische Optik geleistet hat, zu gedenken haben, wenn wir die einzelnen Anwendungen der Photographie in der Astronomie besprechen, wozu wir jetzt übergehen wollen.

Wie schon oben angedeutet, sind photographische Aufnahmen der Sonne bereits in den ersten Zeiten in vorzüglicher Weise gelungen, und es ist das auch leicht erklärlich, da bei diesem Gestirne eine solche Lichtfülle vorhanden ist, daß es keiner großen Empfindlichkeit der Platte bedarf, sondern vielmehr das Übermaß von Licht es ist, welches Schwierigkeiten bereitet, so daß man zur Herstellung von Sonnenphotographien besondere Instrumente konstruieren mußte, welche man *Heliographen* nennt. Diese Instrumente bestehen im wesentlichen aus einem Fernrohre, das statt des Okulars

eine Kamera besitzt und außerdem mit einem Momentverschluß versehen ist. Das Objektiv ist für die chemischen Strahlen achromatisiert. Man gibt dem Instrument gewöhnlich eine unveränderliche, feste Aufstellung und wirft die Sonnenstrahlen mittels eines vollkommen ebenen versilberten Glasspiegels in das Fernrohr hinein. Der Spiegel selbst ist in einer mit Uhrwerk versehenen Montierung befestigt, wodurch es ermöglicht wird, das Sonnenlicht beliebig lange Zeit unverändert in derselben Richtung zu reflektieren (*Heliostat*)[1]). Die übliche Einrichtung des Momentverschlusses besteht bei dem Heliographen in einem Schieber, der sich nahe der Brennebene des Objektivs bewegt und einen feinen Schlitz enthält, dessen Weite je nach der Durchsichtigkeit der Luft und nach der Höhe der Sonne über dem Horizont reguliert werden kann. Dieser Spalt wird durch eine starke Feder im Moment der Exposition vorbeigeschnellt, so daß das Sonnenbild nicht auf einmal aufgenommen wird, sondern in den einzelnen Teilen, die dem vorbeifliegenden Spalte entsprechen, in außerordentlich kurzer Zeit hintereinander. Durch diesen Momentverschluß läßt sich also die nötige Kürze der Expositionszeit erzielen, welche meist nur $^1/_{1000}$ Sekunde beträgt, obwohl außerdem noch sehr unempfindliche Platten (Chlorsilberemulsion) verwendet werden. Will man ein großes Sonnenbild haben, auf dem viel Detail erkannt werden kann, und trotzdem dem Fernrohre nicht eine übermäßige Länge geben, so kann man noch in der Nähe des Brennpunktes des Fernrohrobjektivs ein sogenanntes Vergrößerungssystem anbringen. Mittels dieser Heliographen werden jetzt täglich an verschiedenen Orten der Erde (Meudon, Greenwich, Mount Wilson u. a.) Sonnenaufnahmen angefertigt, sofern es das Wetter zuläßt. Die schönsten, auch heute noch kaum übertroffenen, rühren von Janssen in Meudon her, welcher der Vervollkommnung dieses Spezialzweiges der Astrophotographie sein ganzes Leben gewidmet hat. In dem Kapitel über die Sonne wird noch von seinen Resultaten die Rede sein.

Wenn nun auch die Aufnahme der Sonne mit dem Heliographen nach obigem keinerlei technische Schwierigkeiten bietet, so tritt doch, wie überhaupt bei allen photographischen Aufnahmen am Himmel, hierbei eine Erscheinung in besonders hohem Grade auf, welche schwere Störungen erzeugt und es nur in seltenen Fällen gestattet, wirklich tadellose Bilder der Sonne zu erhalten: die Luftunruhe. Wir haben uns mit derselben schon früher (S. 137f.) beschäftigt, müssen aber hier nochmals auf sie zurückkommen, da sie bei der Photographie zölestischer Objekte in anderer Art

[1]) Die gewöhnlichen Heliostaten (auch *Siderostaten* genannt) haben den großen Nachteil, daß sie das reflektierte Bild drehen, so daß es nicht möglich ist, längere photographische Aufnahmen mit ihnen zu machen. Man vermeidet diesen Übelstand, wenn man die Ebene des Spiegels der Erdachse parallel legt; allerdings muß man dann, wenn das Fernrohr nicht bewegt werden soll, noch einen zweiten Spiegel verwenden. In dieser, zuerst von Lippmann vorgeschlagenen Form führt das Instrument den Namen *Zölostat*.

schädlich wirkt, als bei der direkten Beobachtung. Die atmosphärischen Störungen können sich in zwei Formen äußern, die allerdings meist zusammen, wenn auch in sehr verschiedenem Grade, auftreten, hier aber des besseren Verständnisses wegen einzeln besprochen werden sollen. Bilden sich in der Atmosphäre Schlieren ungleich warmer, also auch ungleich dichter Luft, die mit gekrümmten Grenzflächen versehen sind und deshalb wie schwache Linsen wirken, so wird die Brennweite des Objektivs in raschem Wechsel bald verkleinert, bald vergrößert; das Bild eines Sternes erscheint also, kurze Momente ausgenommen, unscharf. Diese Art der Luftunruhe wirkt bei der direkten Beobachtung mit dem Fernrohr und bei der Photographie in gleicher Weise schädlich; sie macht es unmöglich, feines Detail wahrzunehmen, und man wird zu solchen Zeiten, wo die sogenannte *Bildschärfe* mangelhaft ist, am besten jede Art von Beobachtung unterlassen. Es gibt aber noch eine zweite Form der Luftunruhe, die sich darin äußert, daß die an sich scharfen Bilder beständig hin und her schwanken, so daß z. B. benachbarte Teile der Sonnenoberfläche eine gleiche, aber von der der anderen Teile völlig verschiedene Bewegung ausführen. Die Beobachtungskunst ermöglicht es nun dem Astronomen, bei der Beobachtung mit dem Auge aus dieser wechselnden Bewegung das Feste und Richtige zu erfassen und zu messen; die photographische Platte aber kann diese Kunst nicht erlernen, und sie zeichnet z. B. bei der Sonne das Bild getreu, wie es im Moment der Exposition war, mit allen seinen Verzerrungen und Verschiebungen. Bei länger dauernden Belichtungen dagegen, wie z. B. für den Mond, wird diese *Luftunruhe* im engeren Sinne in gleicher Weise wie der Mangel an Bildschärfe wirken; die Aufnahmen werden verwaschen und unscharf sein und aller feineren Einzelheiten ermangeln. Am wenigsten werden noch Fixsternaufnahmen (mit Ausnahme derjenigen enger Doppelsterne und dichtgedrängter Sternhaufen) durch die Störungen der Atmosphäre beeinflußt, und das hat seinen Grund darin, daß sich die Sterne stets als kleine runde Scheibchen ohne weiteres Detail abbilden, die bei unruhiger Luft weiter keine Änderung erfahren, als daß sie vergrößert werden.

Aus allen diesen Umständen ersieht man, daß die Ruhe der Luft für die Astrophotographie ein viel wichtigerer Faktor ist, als für die direkte Beobachtung, und daß deshalb die Zahl der Tage und Nächte, an denen wirklich schöne Aufnahmen erhalten werden können, sehr viel kleiner ist als die, an denen optisch beobachtet werden kann.

Nach dem, was soeben über die Luftruhe gesagt wurde, ist es begreiflich, daß die Schwierigkeiten bei der Photographie des Mondes größer sind als bei der der Sonne, da die Intensität des von der Mondoberfläche reflektierten Lichtes im Verhältnis zu der des Sonnenlichtes außerordentlich gering ist und sehr kurze Aufnahmen in einem Augenblick großer Luftruhe nicht möglich sind. Der einfachste Weg, gute Mondbilder zu bekommen, ist daher

der, daß man bei günstigem Luftzustande eine größere Anzahl Aufnahmen hinter einander macht und dann nachträglich aus diesen die besten aussucht. In dieser Weise ist z. B. von Loewy und Puiseux gearbeitet worden, welche mit dem großen Equatorial coudé der Pariser Sternwarte sehr schöne Aufnahmen des Mondes erlangt und in ihrem vortrefflichen Mondatlas publiziert haben. Es mag beiläufig noch erwähnt werden, daß besondere optische Mittel zur Mondphotographie nicht nötig sind, sondern daß jedes gute Fernrohr, welches eine genügend lange Brennweite besitzt, dazu verwendbar ist, vorausgesetzt, daß man den Fehler unvollkommener Achromasie dadurch beseitigt, daß man eine Gelbscheibe und außerdem farbenempfindliche Platten benutzt.

In einer noch ungünstigeren Lage befindet sich die Photographie gegenüber den Aufnahmen der Oberflächen der großen Planeten. Es kommt bei diesen der Umstand hinzu, daß man wegen der Kleinheit der Planetenbilder, um überhaupt Detail erkennen zu können, schon während der Aufnahme oder nach Fertigstellung derselben starke Vergrößerungen anwenden muß, durch welche natürlich der Einfluß sowohl der Luftunruhe, als auch der Objektivfehler mit vergrößert wird. Die besten Aufnahmen der Planeten, welche man z. B. den Amerikanern Lowell, Barnard und Wood verdankt, lassen daher auch nicht die Feinheiten und Einzelheiten erkennen, die man selbst in mittleren Fernrohren mit Leichtigkeit sehen und sogar messen kann. Dagegen ist es möglich gewesen, die Positionen der Monde der Planeten in bezug auf diese auf photographischem Wege zu bestimmen und so die schwierige und umständliche direkte Messung dieser teilweise recht schwachen Objekte mit Vorteil zu umgehen.

Der eigentliche Schwerpunkt der Bedeutung der zölestischen Photographie liegt aber in der Darstellung und Ausmessung des Fixsternhimmels und der Nebelwelten, und es soll nunmehr unsere Aufgabe sein, etwas ausführlicher die Methoden hierfür auseinanderzusetzen und die dazu nötigen Instrumente zu beschreiben.

Der fundamentale Unterschied zwischen der Empfindlichkeit einer photographischen Platte und derjenigen unseres Auges beruht auf dem Umstande, daß die Netzhaut ihr Urteil über die Helligkeit eines Gegenstandes nur nach der Intensität des Lichtes ohne Rücksicht auf die Zeitdauer der Lichtwirkung bildet, die photographische Platte dagegen sowohl nach der Intensität, als auch nach der Zeitdauer der Einwirkung. Das Auge sieht bei stundenlanger Betrachtung ein schwaches Sternchen nicht besser, als binnen weniger Sekunden; bei der photographischen Platte dagegen wird das Bild eines Sternes nach einer Belichtung von wenigen Sekunden bedeutend schwächer sein, als nach einer Belichtung von Stunden. Die photographische Platte ist also dem Auge nicht durch Empfindlichkeit an sich überlegen, sondern dadurch, daß sie es ermöglicht, schwache Lichteindrücke zu summieren, so daß man durch

Dauerbelichtungen schwache Objekte, die das Auge überhaupt nicht mehr wahrzunehmen vermag, sichtbar machen kann.

Eine Dauerbelichtung erfordert nun, daß man die vom Objektiv erzeugten Sternbilder mit einer den sonstigen astronomischen Messungen entsprechenden Genauigkeit lange Zeit hindurch auf derselben Stelle der Platte festzuhalten vermag. Diese Forderung wird indessen auch bei der besten Aufstellung des Instruments und durch das beste das Fernrohr treibende Uhrwerk nicht ausreichend erfüllt, und selbst wenn dies der Fall wäre, würde die Refraktionsänderung, die dadurch entsteht, daß sich während der Exposition die Höhe des Gestirnes über dem Horizont ändert, solche Störungen erzeugen, daß die Aufnahme unbrauchbar würde. Es muß daher der Beobachter nachhelfend eingreifen und durch eine geeignete Vorrichtung bei starker Vergrößerung einen der abzubildenden Sterne stets genau im Durchschnittspunkte eines Fadenkreuzes halten und hierdurch sowohl Unregelmäßigkeiten der Fernrohrbewegung als auch die Refraktionsänderung unschädlich machen. Eine hierfür gebräuchliche Vorrichtung besteht darin, daß man das zum Photographieren dienende Objektiv und ein zweites von nahezu derselben Brennweite in einem gemeinschaftlichen Rohre anbringt und dieses zweite Objektiv, in dessen Brennpunkte sich ein Fadenmikrometer befindet, während der Herstellung der Aufnahmen zum Pointieren des Sternes mit dem Auge benutzt. In dieser Weise ist z. B. auch der in Fig. 107 abgebildete kleinere photographische Refraktor des Potsdamer Observatoriums gebaut worden.

Eine andere Einrichtung zum Pointieren, die sich namentlich für große Fernrohre, besonders auch für Spiegelteleskope, eignet, ist folgende. Die zur Aufnahme dienende Kassette ist mittels Mikrometerschrauben von sehr großer Ganghöhe in zwei zueinander senkrechten Richtungen beweglich gemacht. Außerdem befindet sich an der einen Seite der Kassette und fest mit ihr verbunden ein mit Fadenkreuz versehenes Okular. Man hält nun einen dem aufzunehmenden möglichst nahen Stern auf diesem Fadenkreuz, indem man mittels jener groben Schrauben das Okular verschiebt, wodurch gleichzeitig die mit ihm fest verbundene Kassette stets in der richtigen Stellung gehalten wird.

Nachdem wir die für alle Daueraufnahmen im weitesten Sinne geltenden Prinzipien besprochen haben, wollen wir zur Beschreibung der für die einzelnen Aufgaben geeigneten Instrumente und Beobachtungsmethoden übergehen.

Das Hauptinstrument der Astrophotographie ist der photographische Refraktor; er hat die weiteste und allgemeinste Verwendung gefunden und wird namentlich immer da bevorzugt werden, wo Messungen an den Platten beabsichtigt werden, so z. B. bei der Herstellung der Aufnahmen für das Himmelskartenunternehmen, für Parallaxenuntersuchungen, für Ausmessung

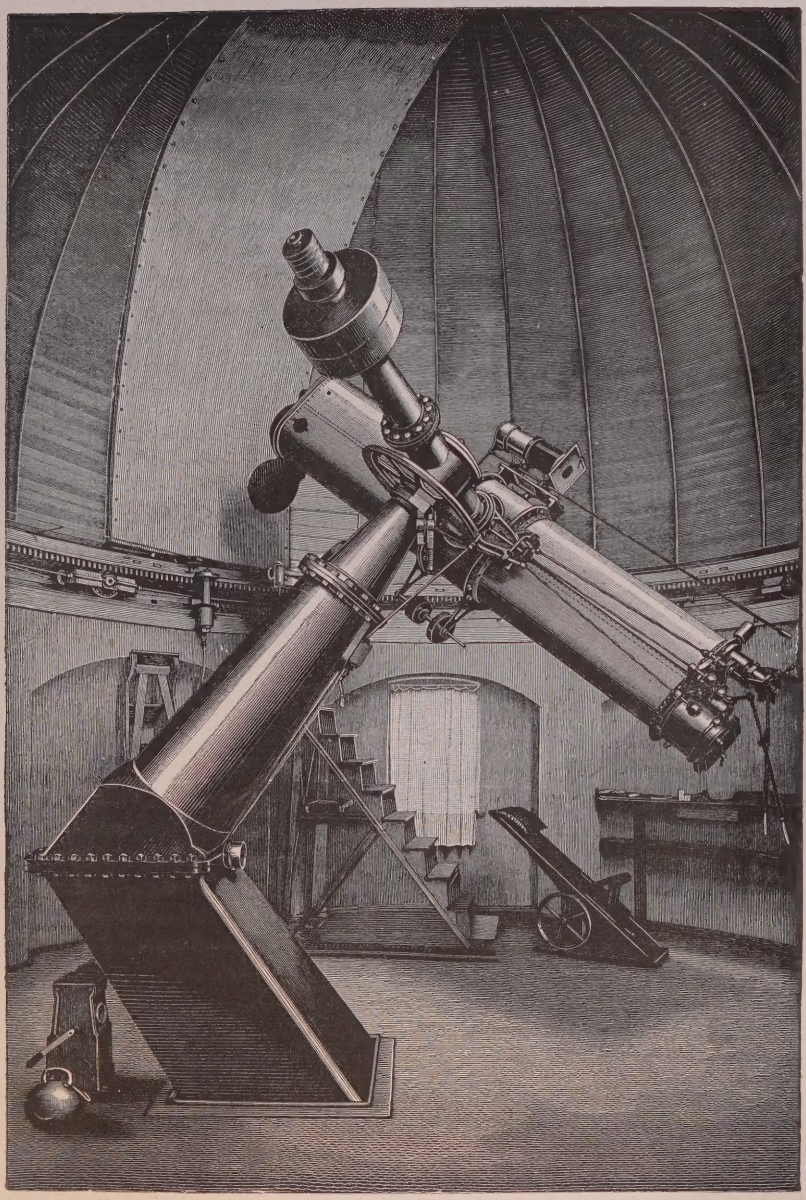


Fig. 107. Photographischer Refraktor des Potsdamer Observatoriums.

von Sternhaufen, für die Bestimmung der Sonnenparallaxe mit Hilfe des Planeten Eros usw. Er ist also das eigentliche Präzisionsinstrument der Astrophotographie und verdrängt als solches mehr und mehr die mikrometrischen Apparate der älteren Astronomie, insbesondere das Heliometer. Die Vorteile der photographischen Messung sind aber auch zu erheblich, als daß dies anders sein könnte, besonders nachdem eine große Zahl sorgfältiger Untersuchungen gezeigt hat, daß die mit dem photographischen Refraktor erhaltenen Resultate den auf rein astronomischem Wege erhaltenen an Genauigkeit überlegen sind. Die photographische Aufnahme erfordert bei nicht zu schwachen Objekten nur wenige Minuten, läßt sich daher in kurzer Zeit beliebig oft wiederholen, und es kann selbst bei nur kurzer Klarheit des Himmels noch eine Aufnahme ausgeführt werden, wo eine direkte Messung viel zu viel Zeit erfordern würde und deshalb nicht beendet werden könnte. Auch ist die körperliche Anstrengung des Beobachters, unter welcher leicht die Güte der Beobachtungen leiden kann, bedeutend geringer, als bei direkten Messungen; ferner kann die aufgenommene Platte in Ruhe zu jeder beliebigen Zeit und beliebig oft ausgemessen werden, und dies kann in einem geeigneten Raume geschehen, in welchem der Beobachter nicht der Ungunst des Wetters ausgesetzt ist, wie bei der Beobachtung in der offenen Kuppel. Sollte sich weiterhin bei einer späteren Verarbeitung der Messungen zeigen, daß ein Irrtum untergelaufen ist, so läßt sich dieser jederzeit verbessern, da die betreffende Platte mühelos daraufhin geprüft werden kann. Dies alles sind Vorzüge der messenden Astrophotographie gegenüber der direkten mikrometrischen Messung.

Die Aufstellung des photographischen Refraktors ist stets parallaktisch, wie die der visuellen Refraktoren. Beide Arten von Instrumenten unterscheiden sich überhaupt nur dadurch voneinander, daß der photographische Refraktor an Stelle des Okulars eine Kassette zur Aufnahme der lichtempfindlichen Platte besitzt, und daß sein Objektiv eine besondere Konstruktion hat. Man benutzt nämlich meist ein größeres Verhältnis (1 : 10) von Objektivöffnung zur Brennweite, als dies bei den visuellen Instrumenten (1 : 15 bis 1 : 20) üblich ist. Weiterhin achromatisiert man das photographische Objektiv für die brechbareren Strahlen, da die Bromsilbergelatineplatte gerade für diese Strahlen maximale Empfindlichkeit hat, und endlich verlangt man, daß es ein größeres Gesichtsfeld (etwa 4 Quadratgrade für die Instrumente der Himmelskartenaufnahmen) korrekt zeichnet. Selbstverständlich müssen nebenbei alle Bedingungen, die sonst ein gutes Objektiv zu erfüllen hat, in ebendemselben Grade erfüllt sein.

Für gewisse Aufgaben der messenden Astronomie, wo nur ein Fernrohr mit kleinem Gesichtsfelde gebraucht wird, die Anwendung großer Brennweiten aber den Erfolg wesentlich bedingt, kann man auch die visuellen Refraktoren mit großem Vorteile verwenden. Die Aufnahmen sind dann auf gelbempfindlichen Platten, eventuell mit Vorschaltung eines nur gelbe Strahlen

durchlassenden Farbfilters zu machen. Wir haben z. B. bereits auf S. 199 auf die Bestimmung von Fixsternparallaxen mit dem großen Yerkes-Refraktor durch Schlesinger hingewiesen. Auch die photographischen Aufnahmen und

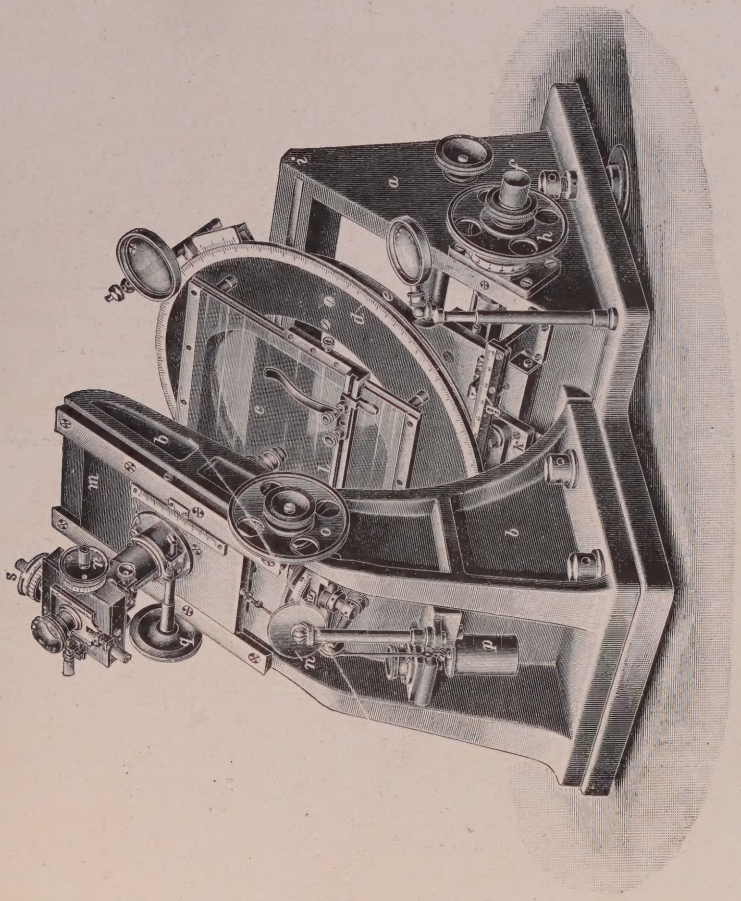


Fig. 108. Meßapparat für photographische Platten.

Messungen von Doppelsternen mit dem visuellen Fernrohre des Potsdamer großen Refraktors durch Hertzsprung, bei denen eine bisher nicht erreichte Genauigkeit erzielt wurde, gehören hierher.

Handelt es sich darum, große Gebiete des Himmels durch eine einzige Aufnahme abzubilden (Durchmusterungen), so genügt auch die Größe des Gesichtsfeldes, welches das Objektiv des photographischen Refraktors besitzt, nicht mehr; man muß dann Objektive benutzen, die aus drei und mehr Linsen zusammengesetzt sind. In letzter Zeit haben die Optiker mit Hilfe neuerer

Glassorten derartige spezielle Objektive konstruiert (Triplets); vorher verwendete man die besseren Typen gewöhnlicher photographischer Objektive (Aplanate, Euryskope usw.) dazu. Letztere haben noch größere Öffnungen im Verhältnis zur Brennweite (1 : 5 bis 1 : 3), und sie sind daher auch besonders geeignet zur Aufnahme lichtschwacher, flächenartiger Objekte: Teile der Milchstraße, große Nebelgebilde, Kometenschweife, Sonnenkorona. Zur Bestimmung genauer Positionen sind die mit solchen Objektiven erhaltenen Platten nicht brauchbar; dagegen liefern die Triplets Aufnahmen, die selbst bei der Messung großer Distanzen noch gute Resultate ergeben.

Fig. 108 zeigt einen von Toepfer gebauten Apparat, der zum genauen Ausmessen von photographischen Platten jeder Art bestimmt ist.

Die Objektive mit großem Gesichtsfeld hat man auch vielfach mit Erfolg zum Aufsuchen kleiner Planeten und zur Photographie von Meteoren benutzt, da infolge des großen Bildfeldes die Wahrscheinlichkeit, einen dieser Körper zu photographieren, ziemlich groß wird. Da es von Interesse ist, die Art und Weise dieses Aufsuchens der kleinen Planeten kennen zu lernen, soll in Kürze Näheres darüber gesagt werden. An einem parallaktisch montierten, mit Uhrwerk versehenen Refraktor befestigt man zwei stabile photographische Kammern, welche mit je einem der oben erwähnten Objektive versehen sind. Man richtet nun das Fernrohr auf einen hellen Stern der Gegend, die man auf das Vorhandensein kleiner Planeten durchmustern will, und belichtet gleichzeitig zwei Platten mehrere Stunden lang, indem man den hellen Stern andauernd sorgfältig auf dem Fadenkreuze des Fernrohres hält. Ist nun ein kleiner Planet in dieser Gegend vorhanden, so sieht man nach dem Entwickeln der Platte außer den zahlreichen, völlig runden Sternscheibchen eine kurze längliche oder linienartige Spur (sieh Fig. 109), die der betreffende Planet infolge seiner Bewegung während der mehrstündigen Belichtung gezogen hat, und zeigen beide Platten dieselbe Erscheinung, so kann man sicher sein, daß diese kurze Linie kein Plattenfehler ist, sondern eine Planetenspur. Bestimmt man dann angenähert den Ort des Planeten mit Hilfe bekannter benachbarter Sterne auf der Platte, so kann man durch Vergleichen dieser Position mit den in den Ephemeriden angegebenen Positionen der kleinen Planeten konstatieren, ob der Planet zu den bereits bekannten gehört oder nicht. Die photographische Planetenaufsuchung, durch die eine außerordentlich starke Zunahme in der Zahl der Entdeckungen erfolgte, ist von M. Wolf eingeführt worden. Auch heute noch übertrifft die Heidelberger Sternwarte auf diesem Gebiete alle übrigen Observatorien.

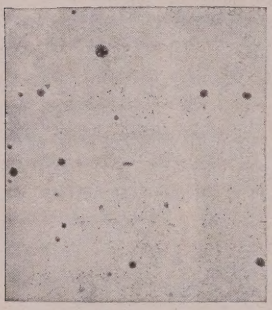


Fig. 109.
Entdeckungsaufnahme des Planeten Svea von M. Wolf.

Außer den beiden hier besprochenen Gattungen photographischer Instrumente benutzt man neuerdings mit schönem Erfolge Spiegelteleskope mit großem Öffnungsverhältnis (z. B. 1 : 5) zur Aufnahme der lichtschwächsten Objekte des Himmels, besonders der schwachen Nebel und Sternhaufen. Der Spiegel hat die Eigenschaft vollkommener Achromasie; außerdem aber absorbiert er nicht, wie die Objektive, die ultravioletten Lichtstrahlen. Die Lichtstärke dieses Instrumentes ist daher — gute Ausführung natürlich vorausgesetzt — sehr groß und übertrifft die der Objektive. In der Tat sind die Resultate, die besonders mit den Spiegelteleskopen des Lick- und des Mount Wilson-Observatoriums erhalten worden sind, und die später in dem Kapitel über die Nebel noch eine Würdigung finden werden, bewundernswert. Leider ist der Anwendung des Spiegels dadurch eine Grenze gesetzt, daß er infolge eines sehr kleinen Bildfeldes nicht gestattet, Objekte von einigermaßen großer Ausdehnung aufzunehmen.

Wir müssen schließlich noch einer Anwendung der Photographie gedenken, die geradezu epochemachende Fortschritte in der Astrophysik herbeigeführt hat, nämlich der Anwendung auf die Spektroskopie und insbesondere auf die Astrospektroskopie. Hier hat die photographische Platte nicht nur die ultravioletten, dem Auge unzugänglichen Spektralgebiete der Beobachtung erschlossen, sondern sie hat auch eine eigentliche Astrospektroskopie überhaupt erst möglich gemacht. Das Licht auch der hellsten Sterne hat nämlich eine so geringe Intensität, daß in den Sternspektren direkt nur das gröbste Detail erkannt und gemessen werden kann. Die photographische Platte dagegen mit ihrer Fähigkeit, schwache Lichteindrücke, wenn sie nur genügend lange einwirken, zu summieren, macht selbst die Spektra schwacher Sterne der Beobachtung völlig zugänglich, so daß ihr Charakter studiert und die Lage der Spektrallinien bei Benutzung starker Zerstreuungen äußerst genau bestimmt werden kann.

Die zur Spektrographie nötigen Instrumente haben wir bereits kennen gelernt, und den auf diesem Wege erhaltenen Resultaten werden wir später an den verschiedensten Stellen begegnen. Es erübrigt daher hier nur noch, einen Apparat kurz zu beschreiben, der zur Abbildung der Sonne in monochromatischem Lichte dient.

Auf Seite 231f. ist auseinandergesetzt worden, wie die Protuberanzen im Lichte einer einzelnen Spektrallinie beobachtet werden können. Es lag nun nahe, zu versuchen, dieses Verfahren auch mit Anwendung der Photographie zu verwerten und sich dabei nicht nur auf die Abbildung einzelner Protuberanzen zu beschränken, sondern das Verfahren dahin zu erweitern, daß man sämtliche Protuberanzen am Sonnenrande auf einem einzigen Bilde vereint erhielt. Nach zahlreichen vergeblichen Versuchen verschiedener Forscher gelang es endlich Hale in Chicago und nahezu gleichzeitig Deslandres in Meudon, die Aufgabe zu lösen, und zwar in einer Weise, welche weit über

das anfänglich gesteckte, oben angegebene Ziel hinausging und Resultate gezeitigt hat, welche für die Physik der Sonne von hoher Bedeutung sind. Hale hat dem *Spektroheliographen*, wie er den von ihm konstruierten Apparat nannte, sehr verschiedene Formen gegeben. Eine der einfachsten, welche sich auch bei mehrjährigen Beobachtungen in Potsdam durchaus bewährt hat, ist die folgende. Ein zusammengesetztes Spektroskop, dessen Kollimator und Kamerarohr einander parallel sind, ist an einem Refraktor so befestigt, daß sich der Spalt des Kollimators in der Brennebene des Refraktors

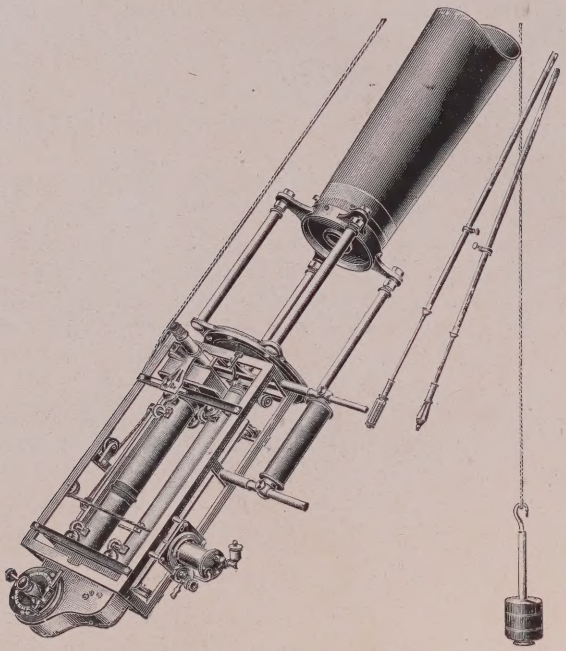


Fig. 110. Spektroheliograph.

befindet. Richtet man den Refraktor auf die Sonne, so erhält man in der Brennebene des Kamerarohres ein Spektrum derselben. Aus diesem Spektrum wird nun durch einen in der Brennebene der Kamera angebrachten zweiten Spalt ein ganz schmaler Teil herausgeblendet, welcher nicht breiter sein darf, als die Fraunhofersche Linie, in deren Licht die Aufnahme erfolgen soll. Am besten eignet sich hierfür die dem Spektrum des Kalziumdampfes angehörende Linie *K*. Fällt nun auf den Spalt des Kollimators Licht von einem Objekt, in dem die Kalziumlinie hell auftritt, wie dies z. B. bei den Protuberanzen der Fall ist, so wird man auch in dem zweiten Spalt eine helle Linie erblicken, und wenn sich unmittelbar hinter demselben eine photo-

graphische Platte befindet, so wird auf ihr ein Bild der hellen Linie entstehen. Erteilt man dann, während der Refraktor der täglichen Bewegung der Sonne folgt, mit Hilfe geeigneter Vorkehrungen dem ganzen Spektralapparat eine langsame Bewegung senkrecht zur Richtung der optischen Achse des Fernrohres, so wird der erste Spalt nach und nach über die ganze Sonnenscheibe hinweggeführt, und auf der hinter dem zweiten Spalt befindlichen photographischen Platte, welche an dieser Bewegung nicht teilnimmt, bilden sich der Reihe nach alle diejenigen Teile des Sonnenbildes oder seiner Umgebung ab, in denen die Linie *K* hell erscheint. Mit Hilfe dieses Verfahrens ist es also in der Tat möglich, sämtliche Protuberanzen der Sonne jederzeit auf einem einzigen Bilde darzustellen. Bedeutend wichtiger aber ist es noch, daß der Apparat es ermöglicht, in derselben Weise die Kalziumwolken auch auf der Sonne selbst nach Größe und Gestalt photographisch zu fixieren und über die ganze Sonnenscheibe zu verfolgen.

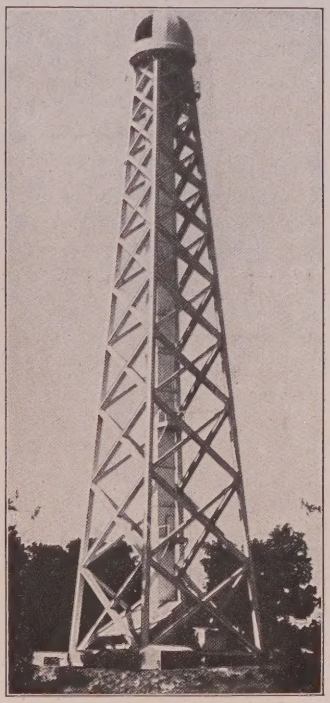


Fig. 111. Turmteleskop.

Fig. 110 zeigt den von Toepfer erbauten Spektroheliographen des Potsdamer Observatoriums in Verbindung mit einem Refraktor. Die Bewegung des Spektralapparats wird bei diesem Instrument durch ein an einer langen Schnur hängendes Gewicht bewirkt, während zur Regulierung der Geschwindigkeit eine Wasserbremse dient, die an der rechten Seite des Apparats, unterhalb des zur Ausbalancierung des Instruments erforderlichen Gegengewichtes, zu sehen ist.

Die Verwendbarkeit des Spektroheliographen ist aber keineswegs etwa auf die Benutzung der *K*-Linie beschränkt; bei einer hinreichend großen Dispersion des Spektrums ist es vielmehr möglich, im Lichte jeder beliebigen Fraunhoferschen Linie Spektroheliogramme aufzunehmen. Es ist dabei gleichgültig, ob diese Linie auf der Sonnenscheibe hell oder dunkel auftritt, da auch in dem letzteren Falle die Helligkeit der Linie, wie wir bereits oben erwähnten, noch groß genug ist, um eine hinreichende photographische Wirkung auszuüben. Wir werden im nächsten Teile sehen, wie z. B. gerade die Aufnahmen in den Wasserstofflinien zu ganz besonders interessanten Resultaten geführt haben.

Statt eines parallaktisch aufgestellten Refraktors kann zur Erzeugung des Sonnenbildes auf dem ersten Spalt des Spektroheliographen natürlich auch ein horizontal liegendes Fernrohr in Verbindung mit einem Heliostaten oder Zölostaten benutzt werden. Diese Anordnung hat den Vorteil, daß es dabei möglich ist, für die Brennweite des Objektivs und damit für die lineare Größe des Sonnenbildes erheblich größere Dimensionen zu wählen, als sich dies bei einem parallaktisch aufgestellten Refraktor ausführen läßt. Hale hat mit großem Erfolge noch eine andere Aufstellung seines Apparats durchgeführt, nämlich eine vertikale. Er bringt den Zölostaten auf einem eisernen Gerüste in einer erheblichen Höhe über dem Erdboden an und den Apparat selbst in einer in die Erde eingebauten Kammer. Durch diese Anordnung (Turmteleskop) vermeidet er den größten Teil des störenden Einflusses der Luftunruhe und der Temperaturschwankungen. Fig. 111 zeigt das größere der beiden auf dem Mount Wilson bisher errichteten Turmteleskope. Der Zölostat befindet sich bei diesem Instrument ca. 48 m über dem Erdboden. Ein kleiner elektrischer Aufzug ermöglicht die Ersteigung des Turmes.

Dritter Teil.

Das Sonnensystem.

KAPITEL I.

Allgemeine Beschaffenheit des Sonnensystems.

In den vorangehenden Teilen haben wir die Entwicklung unserer Vorstellungen über die Vorgänge und Gesetze, die sich am Himmel und speziell im Sonnensystem offenbaren, zu schildern versucht; wir haben ferner die Methoden und Instrumente beschrieben, die der Astronom zur Messung am Himmel und zur Untersuchung zölestischer Erscheinungen gebraucht, und wollen nun im einzelnen die Körper betrachten, welche das Universum bilden, und uns ferner bemühen, auf Grund der Tatsachen der Beobachtung zu Schlüssen über Beschaffenheit und Bau des Weltganzen zu gelangen. Naturgemäß beginnen wir mit einer allgemeinen Beschreibung des Sonnensystems, zu welchem unsere Erde gehört.

Wie wir sahen, haben Kopernikus, Kepler und Newton gezeigt, daß das Sonnensystem im wesentlichen aus der Sonne, dem mächtigen Zentralkörper, und einer Anzahl von Planeten besteht, die in Ellipsen die Sonne umkreisen; das Ganze wird zusammengehalten durch das Band der allgemeinen Gravitation. Die neuere Astronomie hat eine große Zahl von Körpern hinzugefügt und das System zu einem viel verwickelteren gemacht, als selbst Newton es vermutete. Soweit wir jetzt wissen, können die Körper dieses Systems folgendermaßen klassifiziert werden:

1. Die Sonne, der große Zentralkörper.
2. Die acht großen Planeten Merkur, Venus, Erde, Mars, Jupiter, Saturn, Uranus, Neptun.
3. Ein Schwarm von kleinen Planeten oder Asteroiden, fast alle zwischen den Bahnen des Mars und des Jupiter gelegen.
4. Eine Anzahl von Planetentrabanten.
5. Eine unbekannte Zahl von Kometen und Meteoren, die meist in sehr exzentrischen Bahnen laufen.

Der Unterschied in Größe, Masse und Entfernung, selbst unter den großen Planeten, ist enorm. Neptun ist 80 mal so weit von der Sonne entfernt als Merkur, und Jupiter ist mehrere tausendmal so schwer als letzterer. Man kann daher eine bildliche Darstellung des ganzen Systems, die in den Rahmen dieses Buches paßte, nicht wohl in demselben Maßstabe entwerfen. Wäre z. B. die Bahn des Merkur mit einem Durchmesser von 1 cm gezeichnet, so würde die des Neptun 80 cm Durchmesser haben müssen (vgl. auch die Fig. 113 und 114).

Mit Ausnahme von Neptun schreiten die Entfernungen der acht großen Planeten von der Sonne in leidlich regelmäßiger Progression fort, und die Gruppe der kleinen Planeten nimmt dabei die Stelle eines einzigen Planeten ein. Diese Progression ist unter dem Namen des *Titiusschen Gesetzes* oder der *Bodeschen Reihe*[1]) bekannt und wird in der Weise erhalten, daß man zu der Reihe der Zahlen 0, 3, 6, 12, 24, 48 usw., von denen (mit Ausnahme der zweiten) jede das Doppelte der vorhergehenden ist, 4 addiert. Im folgenden ist die auf diese Weise gebildete neue Reihe mit den wirklichen Entfernungen zusammengestellt und dabei die Erdentfernung gleich 10 gesetzt.

Planet	Reihe	Wirkl. Entfernung	Unterschied
Merkur	0 + 4 = 4	3.9	0.1
Venus	3 + 4 = 7	7.2	0.2
Erde	6 + 4 = 10	10.0	0.0
Mars	12 + 4 = 16	15.2	0.8
Kleine Planeten	24 + 4 = 28	15—53	—
Jupiter	48 + 4 = 52	52.0	0.0
Saturn	96 + 4 = 100	95.5	4.5
Uranus	192 + 4 = 196	192.2	3.8
Neptun	384 + 4 = 388	301.1	86.9

Man sieht, daß vor der Entdeckung des Neptun die Übereinstimmung so nahe war, daß die Annahme eines wirklichen Gesetzes der Entfernungen wohl berechtigt erschien. Aber auch trotz der Tatsache, daß der Neptun sich der Reihe nicht einfügt, bleibt die gute Übereinstimmung für die Planeten bis zu Uranus recht auffällig. Die kosmogonische Bedeutung dieser Gesetzmäßigkeit aufzudecken, ist bisher nicht gelungen.

Man hat vielfach Versuche gemacht, noch genauere Gesetze für die Entfernungen der Planeten von der Sonne zu finden. Wir können auf diese Versuche hier nicht eingehen, wollen aber wenigstens in aller Kürze die Erörterungen wiedergeben, die Charlier an die Bodesche Reihe geknüpft hat.

[1]) Von dem Wittenberger Professor Titius (1766) aufgestellt, durch Bode aber erst später allgemein bekannt geworden.

Die Zahlenreihe 0, 3, 6, 12, ... schreitet nicht streng in geometrischer Progression fort, da, wie schon oben erwähnt, die zweite Zahl nicht das Doppelte der ersten ist. Eine streng geometrische Reihe wäre hingegen:

$$d = 4 + 3 \times 2^n,$$

wo d die Entfernung eines Planeten von der Sonne, n eine ganze (positive oder negative) Zahl bedeutet. Der Venus entspricht $n = 0$, also $d = 7$, der Erde $n = 1$, also $d = 10$, usw. Um dagegen die Entfernung des Merkur ($d = 4$) zu erhalten, müssen wir für n eine unendlich große negative Zahl einsetzen. Den Zahlen $n = -1, -2, -3, \ldots$ würde ein Ring von unendlich vielen Planeten entsprechen, die zwischen $d = 5.5$ und $d = 4.0$ liegen, also alle außerhalb der Merkurbahn bis halbwegs zur Bahn der Venus. Solche Planeten sind bisher nicht aufgefunden worden. Charlier meint nun, Merkur wäre sozusagen durch eine Anhäufung dieser als sehr klein anzunehmenden Körper gebildet worden, und die große Exzentrizität der Merkurbahn stehe vielleicht mit diesem Konzentrationsprozeß in Verbindung. Diejenigen Körperchen, die Merkur nicht in sich vereinigt hat, würden sich nach den Gesetzen der Himmelsmechanik vorwiegend um die beiden Punkte der Bahnebene jener ursprünglichen Planetenschar angehäuft haben, die mit Sonne und Merkur ein gleichseitiges Dreieck bilden. Charlier hält es nicht für ausgeschlossen, daß an diesen Punkten wirklich solche Körperchen zu finden sind. Gegen diese Ansicht spricht freilich der Umstand, daß man noch nie den Vorübergang unbekannter Planeten vor der Sonne wahrgenommen hat, wie wir in dem Abschnitt über die vermuteten intramerkuriellen Planeten sehen werden. Für Charliers Hypothese kann man dagegen ins Feld führen, daß sich auch für das System des Saturn eine ähnliche Reihe wie die Bodesche aufstellen läßt, und daß sich in diesem System tatsächlich ein Ring von kleinen Satelliten erhalten hat (vgl. den Abschnitt „Saturn, seine Ringe und seine Satelliten").

Die starke Verschiedenheit in Größe (siehe Fig. 112) und Masse[1]) der Planeten und ihre relative Kleinheit gegenüber der Sonne wird offenbar, wenn man die Sonne und die acht großen Planeten betrachtet. Die Masse eines jeden dieser neun Körper übertrifft nämlich die vereinigte Masse aller, die kleiner sind als er selbst, ein Satz, der jedoch nicht mit völliger Gewißheit ausgesprochen werden kann, da die Massen einiger der Planeten noch nicht mit hinreichender Sicherheit bekannt sind. Die kombinierten Massen aller Planeten betragen ungefähr $^1/_{750}$ der Sonnenmasse, Jupiter ist etwa $2\frac{1}{2}$mal so schwer als die anderen sieben Planeten zusammen, Saturn fast dreimal so schwer als die sechs kleineren.

Die scheinbaren Bewegungen der Planeten wurden im 1. Kapitel dieses Buches beschrieben, und im 2. Kapitel wurde dann gezeigt, wie diese schein-

[1]) Genaue Angaben über die Größen und Massen der Planeten findet man in den Tabellen am Schlusse dieses Buches.

baren Bewegungen aus den wirklichen, von Kopernikus zuerst erkannten, folgen. Die Planeten, deren Bahnen innerhalb der Erdbahn liegen, und die daher auch innere Planeten genannt werden, Venus und Merkur, halten sich, wie eine leichte Überlegung zeigt, immer in der Nähe der Sonne und können nicht wie die äußeren Planeten der Sonne gegenübertreten oder in

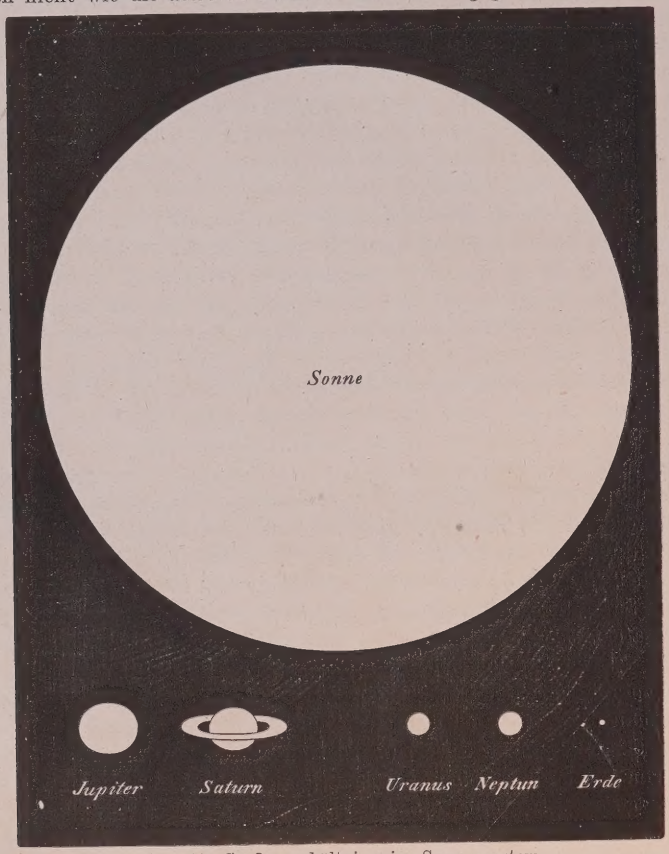


Fig. 112. Größenverhältnisse im Sonnensystem.

den späteren Nachtstunden sichtbar werden (siehe Fig. 113). Stehen sie in der Richtungslinie von der Erde nach der Sonne, so heißt es, sie sind in *Konjunktion* (☌), und zwar in *oberer*, wenn die Sonne zwischen Erde und Planet liegt, in *unterer*, wenn letzterer zwischen Erde und Sonne steht. In der oberen Konjunktion kehren sie uns zwar die vollbeleuchtete Seite zu, sind aber wegen zu großer Nähe der Sonne nicht sichtbar; andererseits wenden sie

in der unteren Konjunktion der Erde die nichtbeleuchtete Seite zu und sind aus diesem Grunde unsichtbar. Am besten nimmt man sie in der Nähe ihrer größten östlichen oder westlichen Entfernung (*Digression*) von der Sonne wahr; am hellsten erscheinen sie aber zwischen diesen Punkten und der unteren Konjunktion.

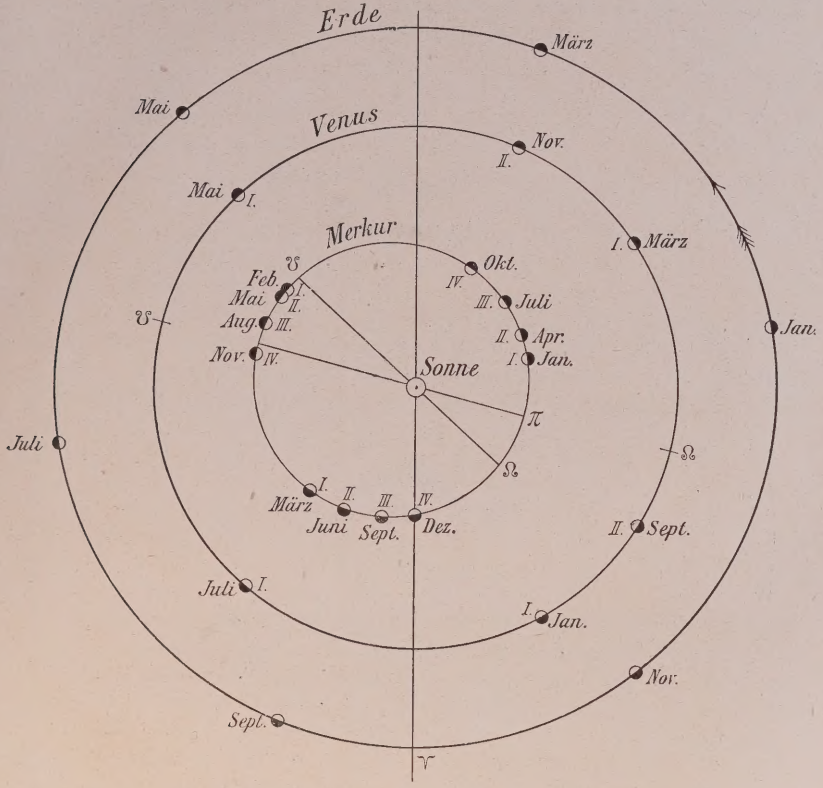


Fig. 113. Bahnen von Erde, Venus und Merkur.

Stellungen für die Monatsanfänge 1905. ♈ Richtung des Frühlingspunktes. π Perihel der Merkurbahn. ☊, ☋ Knoten.

Die beste Zeit, einen der äußeren Planeten zu sehen, ist, wenn er der Sonne gegenüber oder in *Opposition* (☍) mit ihr steht. Er geht dann um Mitternacht durch den Meridian. Während der drei auf die Opposition folgenden Monate geht der Planet täglich um drei bis sechs Minuten früher auf. Einen Monat nach der Opposition passiert er den Meridian etwa zwischen 9^h und 10^h, während er drei Monate nach der Opposition schon etwa um

6^h im Meridian sein wird. Er steht um diese Zeit in *Quadratur* (□) mit der Sonne, d. h. der Winkel zwischen Planet, Sonne und Erde ist ein rechter. Kennt man also die Zeit der Opposition eines Planeten, so wird man immer

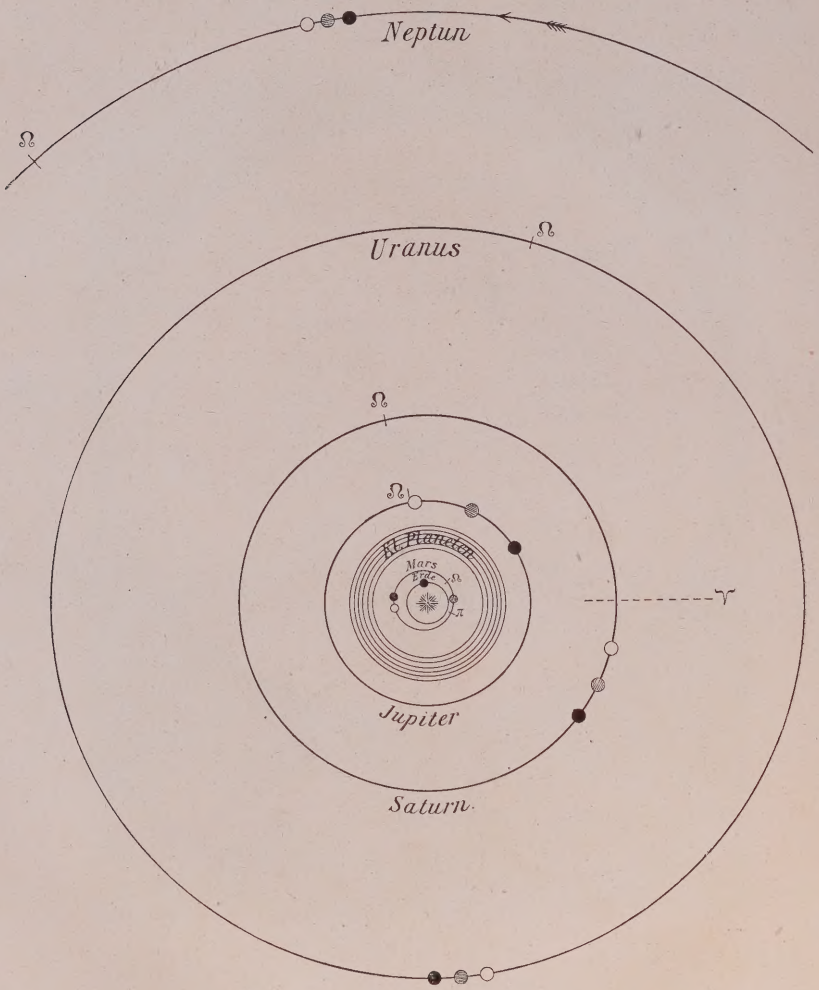


Fig. 114. Bahnen der Erde, des Mars, der Planetoiden, des Jupiter, Saturn, Uranus und Neptun.

nahezu wissen, wo man ihn zu suchen hat; zudem wird er, weil die Neigungen aller Planetenbahnen sehr unbedeutend sind, sich stets in der Nähe der Ekliptik

halten. Die mit unbewaffnetem Auge in der Regel allein wahrnehmbaren äußeren Planeten sind nur die drei: Mars, Jupiter und Saturn; Uranus, der nahe an der Grenze der Sichtbarkeit ist, wird ohne Hilfe einer Sternkarte nicht leicht zu finden sein, und Neptun bleibt dem unbewaffneten Auge ganz unsichtbar. Von den kleinen Planeten lassen sich nur einige der hellsten, wie Vesta oder Ceres, in günstigen Oppositionen mit freiem Auge erkennen.

Die Anordnung der Planeten mit ihren Satelliten ist die folgende:

Merkur
Venus
Erde, mit 1 Mond
Mars, mit 2 Monden
Gruppe der kleinen Planeten
Jupiter, mit 9 Monden
Saturn, mit Ringen und 10 Monden
Uranus, mit 4 Monden
Neptun, mit 1 Mond.

Die Anordnung der äußeren Planeten ist in Fig. 114 dargestellt, welche die relativen Bahngrößen von der Erde aufwärts zeigt; die schwarz ausgefüllten Ringe bezeichnen die Stellungen der Planeten am 1. Januar 1905, die schraffierten Anfang 1906 und die leeren 1907. Der Maßstab ist $^1/_{17}$ von dem der Fig. 113.

KAPITEL II.

Die Sonne.

Die Sonne (☉) zeigt sich unserem Auge als eine glänzende Scheibe mit einem scheinbaren Durchmesser von etwa einem halben Grad[1]). Infolge der wechselnden Entfernung schwankt die scheinbare Größe der Sonne; sie beträgt zur Zeit des Perihels, im Januar, 32′32″, dagegen im Aphel, im Juli, 31′28″ und in der mittleren Entfernung 31′59″. Diese mittlere Entfernung haben wir oben (S. 193) zu 149½ Millionen Kilometer gefunden. Der Durchmesser der Sonne ergibt sich daher zu 1391000 Kilometer, und es folgt zugleich, daß einem Winkel von 1″ auf der Sonnenscheibe eine lineare Größe von 725 Kilometern entspricht. Eine Verschiedenheit des Polar- und des Äquatorialdurchmessers, d. h. eine Abplattung der Sonne, ist zwar mehrfach behauptet worden, hat sich aber bisher nicht nachweisen lassen.

[1]) Die genauen Zahlenangaben aller Elemente des Sonnensystems finden sich im Anhang noch einmal zusammengestellt. Den dort wie hier im Text angegebenen linearen Größen liegt die Sonnenparallaxe 8″80 oder die ihr entsprechende Entfernung 149.5 Millionen Kilometer zugrunde.

Die Masse der Sonne beträgt das 330000fache der Erdmasse; da aber das Volumen der Sonne 1.3 Millionen mal so groß ist als das der Erde, so ist die mittlere Dichte der Sonne nur gleich dem vierten Teile der Erddichte oder = 1.4. Endlich ergibt sich noch aus dem Verhältnis der Massen und der Durchmesser, daß die Schwerkraft an der Oberfläche der Sonne 27½ mal so groß ist als am Erdäquator. Es würde daher ein Pendel, welches auf der Erde Sekunden schwingt, auf der Sonne mehr als fünf Schwingungen in einer Sekunde ausführen.

Unsere Kenntnis von der Natur der Sonne beginnt erst mit der Erfindung des Fernrohres, da es begreiflicherweise vorher kaum möglich war, sich eine einigermaßen deutliche Vorstellung von ihrer Beschaffenheit zu bilden. Die Alten hielten die Sonne für eine mächtige Feuerkugel und kamen damit der Wahrheit schon sehr nahe; allein es fehlte ihren Anschauungen durchaus jede tiefere Begründung, so daß dieselben eigentlich nur den Philosophen und dem Geschichtschreiber der Naturforschung ein Interesse bieten. Wir können uns daher in der Darstellung auf die Betrachtung der teleskopischen Untersuchungen und der Ergebnisse der späteren und speziell der neuesten Zeit beschränken.

1. Licht und Wärme der Sonne.

Die leuchtende Oberfläche der Sonne, die wir mit dem Auge oder dem Fernrohre wahrnehmen, heißt die *Photosphäre*. Ihr Licht übertrifft an Intensität jedes künstlich darstellbare weitaus; nach einer von Russell ausgeführten Diskussion der vorhandenen photometrischen Bestimmungen leuchtet die Sonne etwa 465000 mal so hell als der Vollmond.

Prüfen wir die Sonne sorgfältig unter Benutzung eines sehr dunklen Glases, so finden wir, daß sie am hellsten im Mittelpunkte ist und nach allen Seiten gleichmäßig bis zum Rande an Helligkeit abnimmt. Genaue Vergleichungen der Intensität der Strahlung an verschiedenen Stellen der Oberfläche zeigen, daß diese Abnahme nach dem Rande zu für Wärme-, Licht- und chemische Strahlen in gleicher Weise, wenn auch nicht in gleichem Verhältnisse, stattfindet. Die ersten genaueren Messungen der Wärmestrahlen, zu deren Ausführung man sich einer Thermosäule oder eines Bolometers bedient, rühren von Secchi, Langley, Vogel und Frost her. Secchis Vermutung, daß die äquatorialen Gegenden der Sonne heißer seien als die polaren, ist durch die neueren Beobachtungen nicht bestätigt worden. Auch die aus meteorologischen Daten abgeleitete Annahme d'Arrests und Buijs-Ballots, die verschiedenen Meridiane der Sonne strahlten ungleich Wärme aus, erscheint sehr unwahrscheinlich; immerhin ist bemerkenswert, daß Buijs-Ballot hierdurch eine Rotationszeit der Sonne fand (25.7 Tage), die mit der aus den Fleckenbeobachtungen sich durchschnittlich ergebenden recht gut übereinstimmt.

Die ausführlichsten Untersuchungen über die Intensität der Strahlung an verschiedenen Stellen der Sonnenscheibe rühren von Abbot und Fowle her. Dieselben sind mit einem Bolometer ausgeführt worden und erstrecken sich über alle Teile des sichtbaren und des unsichtbaren Spektrums von Violett bis Ultrarot. Aus ihren Messungen ergaben sich die in der folgenden Tabelle zusammengestellten Werte. Der Abstand vom Mittelpunkte ist dabei in Teilen des gleich 1 genommenen Halbmessers der Sonne, die Intensität der Strahlung im Mittelpunkte gleich 100 angesetzt. Bei jeder Farbe ist auch noch ihre Wellenlänge in Ångströmschen Einheiten angegeben.

Entfernung vom Zentrum	Lichtstrahlen				Wärmestrahlen Ultrarot	
	Violett $\lambda = 3860$	Blau 4560	Grün 5340	Rot 6700	10310	20970
0.00	100	100	100	100	100	100
0.20	98	98	99	99	99	100
0.40	92	94	95	96	97	99
0.60	83	86	88	91	94	96
0.70	75	80	83	87	91	95
0.80	66	71	75	81	87	92
0.90	52	57	64	71	79	88
0.95	42	47	55	63	73	84

Man sieht, daß in der Nähe des Randes die violetten Strahlen am meisten abnehmen, die roten weniger und die ultraroten Wärmestrahlen am wenigsten. Wie weit an dieser Abnahme Absorption und Streuung des Lichtes in einer selbstleuchtenden Atmosphäre der Sonne beteiligt sind, hat noch nicht endgültig entschieden werden können. Wie Untersuchungen von Schuster, Schwarzschild und Lindblad lehren, ist die Streuung der Strahlen, die früher außer acht gelassen wurde, vermutlich der wichtigere Faktor für den Intensitätsverlauf der Strahlung auf der Sonnenscheibe. Denn die allmähliche Abnahme der Intensität der Fraunhoferschen Linien gegen den Rand hin läßt sich aus einer Streuung des Lichtes ableiten, während der Verlauf bei alleiniger Wirkung einer Absorption ganz anders sein müßte.

Es ist also klar, daß wir nur einen Teil der von der Sonne wirklich ausgestrahlten Licht- und Wärmemenge empfangen, und daß die Sonne ohne Atmosphäre viel heißer, viel heller und an Farbe weißer sein würde, als sie in der Tat ist. Der Totalbetrag der Absorption ist früher stark überschätzt worden; Laplace schätzte ihn auf volle elf Zwölftel, Secchi auf neun Zehntel des Gesamtbetrages. Dagegen hat Vogel aus seinen Messungen berechnet, daß die Sonne ohne Atmosphäre für violettes Licht 3mal, für rotes Licht 1.5mal so hell erscheinen müßte, und es ist anzunehmen, daß diese niedrigeren Werte der Wahrheit sehr nahe kommen werden; die Sonne würde also, wenn sie keine Atmosphäre besäße, etwa doppelt so hell und heiß erscheinen, als sie jetzt wirklich ist.

Eine wichtige physikalische und astronomische Aufgabe besteht darin, den Totalbetrag der Wärme zu bestimmen, der von der Sonne im Laufe einer bestimmten Zeit, z. B. in einem Tage oder Jahre, ausgestrahlt wird. Diese Aufgabe bietet aber zwei Schwierigkeiten. Die eine liegt in der Unterscheidung der Wärme, welche von der Sonne selbst kommt, von der, welche von der Atmosphäre der Sonne und ihrer Umgebung herrührt; die andere besteht in der Berücksichtigung der Absorption der Sonnenwärme durch unsere Atmosphäre, welche ermittelt werden muß, um die Gesamtmenge bestimmen zu können. Die ersten erfolgreichen, zu diesem Zwecke mittels eines Pyrheliometers angestellten Versuche rühren von Pouillet (1837) her. Seine Resultate können wir so ausdrücken, daß im Laufe von 24 Stunden eine Eisschicht von 37 cm Dicke schmelzen würde, wenn die Sonnenstrahlen senkrecht darauf fielen, keine Absorption in der Erdatmosphäre und vollständige Absorption durch das Eis stattfände. Da die Sonne einen Teil der Zeit unter dem Horizont ist und, wenn darüber, nur auf einen Punkt der Erde senkrecht strahlt, so würde die durchschnittlich an der ganzen Erdoberfläche geschmolzene Eisschicht nur einen Bruchteil der genannten Menge betragen, nämlich 9.2 cm im Tage oder etwa 33 m im Jahre.

Gewöhnlich wird aber die von der Sonne ausgestrahlte Wärme in einem anderen Maße angegeben, den sogenannten *Kalorien*. Man versteht unter einer Kalorie diejenige Wärmemenge, welche bei einer Temperatur von 15° C die Temperatur eines Gramms Wasser um 1° C erhöht. Die Anzahl der Kalorien, welche bei senkrecht auffallenden Sonnenstrahlen ein Quadratzentimeter der Erdoberfläche in einer Minute empfangen würde, wenn keine Absorption in der Erdatmosphäre stattfände, nennt man die *Solarkonstante*. Aus den Pouilletschen Beobachtungen folgte dieselbe zu 1.8. Spätere Beobachtungen verschiedener Forscher führten zu merklich größeren Werten, und lange Zeit hindurch wurde die von Langley (1884) mit einem Bolometer ermittelte Solarkonstante 3.1 für recht sicher gehalten. Neuere, mit verbesserten Instrumenten ausgeführte Messungen ergaben jedoch wieder kleinere Werte, und gegenwärtig gilt der Wert 1.94 als die genaueste Bestimmung der Solarkonstante. Sie rührt von Abbot, Fowle und Aldrich her und ist nach Ansicht der genannten Forscher um nicht mehr als 1% unsicher. Bereits Langley hielt übrigens die Solarkonstante nicht für eine strenge Konstante, sondern glaubte, daß sie in geringen Grenzen veränderlich ist, und Abbot und Fowle haben in der Tat neuerdings Schwankungen derselben bis zu 12% ihres Wertes nachgewiesen, die ihrer Ansicht nach mit den Schwankungen in der Fleckenhäufigkeit im Zusammenhange stehen. Sie erhielten für die Konstante um so größere Werte, je mehr Flecke auf der Sonnenscheibe sichtbar waren. Ob jedoch diese von Abbot beobachteten Schwankungen der Sonnenstrahlung wirklich ihren Sitz in der Sonne haben, ist wieder fraglich geworden, nachdem Guthnick entsprechende Schwankungen in der Strahlung der

Planeten Jupiter und Saturn nicht hat nachweisen können. Das Licht der Planeten ist nämlich im wesentlichen reflektiertes Sonnenlicht. Es müßten sich folglich Schwankungen der Sonnenhelligkeit in entsprechenden Schwankungen der Helligkeit der Planeten kund tun. Solche Schwankungen ließen sich aber, wie gesagt, bisher nicht nachweisen.

Man hat versucht, die Temperatur der Sonne aus der Gesamtmenge der Wärme, welche sie ausstrahlt, zu bestimmen, stößt dabei aber auf große Schwierigkeiten. Zunächst leuchtet ein, daß man von einer bestimmten Temperatur der Sonne überhaupt nicht sprechen kann, da dieselbe in den verschiedenen Schichten des Sonnenkörpers, sowie auch in den einzelnen Teilen der Photosphäre, z. B. in den Flecken und Fackeln, enorme Unterschiede aufweisen wird. Aber auch wenn man von diesen Ungleichheiten absieht, könnte man aus Strahlungsbeobachtungen nur dann auf die wirkliche Temperatur der Sonne schließen, wenn das Strahlungsvermögen der Sonnenphotosphäre bekannt wäre. Da wir uns aber darüber vollkommen in Unkenntnis befinden, so müssen wir uns mit dem Versuche begnügen, die sogenannte *effektive Temperatur* der Sonne zu ermitteln, d. h. diejenige Temperatur, welche ein Körper von bekanntem Strahlungsvermögen[1]) und von derselben scheinbaren Größe wie die Sonne besitzen müßte, um dieselbe Wärme auszustrahlen, wie die Sonne.

Von den bisher aufgestellten Strahlungsgesetzen ist das Stefansche am sichersten begründet, und es ist auch gelungen, experimentell seine Gültigkeit für große Temperaturintervalle nachzuweisen. Dieses Gesetz sagt aus, daß die von einem schwarzen Körper ausgestrahlte Wärmemenge der vierten Potenz seiner absoluten Temperatur proportional ist. Unter Zugrundelegung dieses Gesetzes und mit dem Werte 1.9 der Solarkonstante findet man die effektive Temperatur der Sonne zu ca. 5540° C, ein Wert, der sich auf etwa 6100° C erhöht, wenn man die Absorption in der Sonnenatmosphäre berücksichtigt, was allerdings nur schätzungsweise und mit sehr geringer Sicherheit geschehen kann.

Erwähnenswert ist noch, daß durch eine Unsicherheit in dem Werte der Solarkonstante die daraus berechnete Sonnentemperatur nur in geringem Grade beeinflußt wird. Setzt man z. B. die Konstante gleich 5.0, so ergibt sich die Temperatur zu 7100° C, und der exorbitante und durchaus unmögliche Wert 10.0 würde erst zu einer Temperatur von 8500° C führen.

Noch auf einem anderen Wege ist man zu einer anscheinend ziemlich sicheren Bestimmung der Sonnentemperatur gekommen. Nach dem sogenannten Wienschen Verschiebungsgesetze ist nämlich in dem Emissionsspektrum eines absolut schwarzen Körpers das Produkt aus der absoluten Temperatur und der Wellenlänge des Intensitätsmaximums eine Konstante.

[1]) Als Maß dient das Strahlungsvermögen eines absolut schwarzen Körpers, d. h. eines Körpers, welcher alle auf ihn fallenden Strahlen absorbiert.

Diese Konstante ist auf experimentellem Wege ermittelt worden, und man findet daraus die Temperatur der Sonne gleich 5600° C, wenn man die Wellenlänge des Intensitätsmaximums im Sonnenspektrum zu 0.0005 mm annimmt. Sind endlich mit einem Spektralphotometer oder einem Spektralbolometer Strahlungsintensitäten bei bestimmten Wellenlängen gemessen worden, so kann man mit Hilfe der sogenannten Planckschen Energiegleichung, welche eine Relation zwischen der Temperatur des strahlenden Körpers und der Strahlungsintensität bei einer bestimmten Wellenlänge darstellt, gleichfalls die effektive Sonnentemperatur bestimmen. Ein eingehendes Studium des Verlaufs der Energieverteilung im Sonnenspektrum durch Wilsing in Potsdam hat nun gelehrt, daß die Sonne von einem schwarzen Strahler nur wenig abweicht. Ihr Absorptionsvermögen hat nach diesen Messungen etwa den Wert desjenigen der Kohle. Doch hat man es anscheinend bei der Sonnenstrahlung mit einem Gemisch von schwarzer Strahlung verschiedener Temperatur zu tun. Unter der effektiven Temperatur der Sonne hat man dann die mittlere Temperatur der obersten Schichten zu verstehen; sie beträgt etwa 5900° und weicht von der wahren Temperatur vermutlich nur unwesentlich ab. Auf Grund dieser Anschauung erhält man auch eine mit den Beobachtungsergebnissen gut übereinstimmende Darstellung des Abfalls der Helligkeit auf der Sonnenscheibe nach dem Rande hin. Da in der Mitte der Scheibe die Strahlung aus tieferen Schichten dringt, so liefern die Beobachtungen hier auch eine höhere Temperatur als am Rande.

Man darf annehmen, daß die hier angeführten Werte für die effektive Sonnentemperatur der Wahrheit sehr nahe kommen werden; über die wirkliche Temperatur der Sonne aber vermögen wir, wie oben bereits auseinandergesetzt wurde, nicht, auch nur schätzungsweise irgend eine Angabe zu machen. Der einzige Anhalt, den wir haben, ist der, daß die wirkliche Temperatur auf keinen Fall geringer sein kann als die effektive; sie muß also unbedingt mehr als 5000° C betragen.

2. Die Photosphäre.

Dem bloßen Auge erscheint die *Photosphäre* oder leuchtende Oberfläche der Sonne von solcher Gleichförmigkeit, daß jeder Versuch, einen Einblick in ihre Struktur zu gewinnen, aussichtslos erscheint. Benutzen wir aber ein Fernrohr, so finden wir die Sonne im allgemeinen besetzt mit Gruppen dunkel aussehender Flecke, die bisweilen von hellen Lichtadern, den sogenannten Fackeln, umgeben sind (s. Fig. 117); und ist das Fernrohr gut, so nehmen wir bei sorgfältiger Beobachtung wahr, daß die ganze helle Oberfläche ein körniges, granuliertes Aussehen hat, ähnlich wie eine Flüssigkeit, in der Reiskörner suspendiert sind. Diese *Granulation* ist am deutlichsten auf der Mitte der Sonnenscheibe zu erkennen; die direkte Beobachtung derselben im Fernrohre ist aber außerordentlich schwierig, da bereits der geringste

Grad von Luftunruhe genügt, um ein scharfes Auffassen der winzigen Objekte, um die es sich hier handelt, unmöglich zu machen. Bessere Resultate erzielt

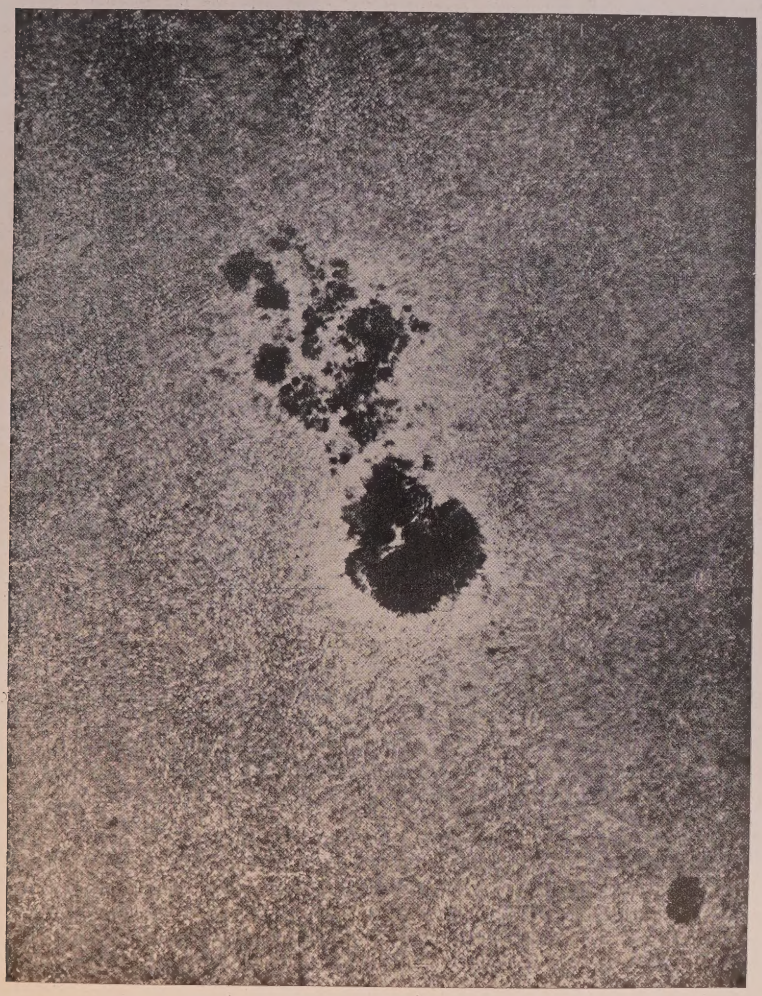


Fig. 115. Sonnenfleck nach einer Aufnahme von Janssen.

man mit Hilfe der Photographie; aber auch hier müssen besonders günstige atmosphärische Bedingungen abgepaßt werden. Die besten bisher erhaltenen Sonnenaufnahmen sind von Janssen in Meudon bei Paris angefertigt worden;

sie zeigen auch die Granulation in großer Schärfe und Klarheit. Fig. 115 und 116 sind Ausschnitte aus Aufnahmen von Janssen, jedoch nochmals vergrößert, so daß die ganze Sonne nach gleicher Skala einen Durchmesser von etwa 1 m bzw. 0.5 m haben würde. Janssen fand die Granulation von sehr verschiedener Größe und Helligkeit und die Durchmesser der Körner von wenigen Zehnteln einer Sekunde bis zu 3 oder 4 Sekunden. Da ein Winkel von einer Sekunde in der Entfernung der Sonne einer linearen Ausdehnung von 725 km entspricht, so folgt, daß auch die kleinsten Körner noch etwa 200 km groß sind. Im allgemeinen ist ihre Form etwas elliptisch oder polygonartig, in den Einzelheiten starken Veränderungen unterworfen. Durch schnell

Fig. 116. Granulation der Sonne.

hintereinander ausgeführte photographische Aufnahmen konnte Hansky in Pulkowa diese Veränderungen der Form und Stellung der einzelnen Körner der Granulation zur Anschauung bringen. Sie sind so groß, daß mitunter schon wenige Sekunden genügen, um das Bild vollständig zu verändern. An der Hand sehr starker Vergrößerungen (das Bild der ganzen Sonne würde auf ihnen einen Durchmesser von nicht weniger als 6 m haben) vermochte er die Bewegung einzelner Körner für kurze Zeit zu verfolgen; er fand dabei Geschwindigkeiten, die in einigen Fällen bis zu 40 km in der Sekunde gingen. Doch sind diese Untersuchungen außerordentlich schwierig und bedürfen wohl noch der Bestätigung durch wiederholte Messungen.

Janssen machte noch auf eine Erscheinung aufmerksam, die seine Photographien zeigten, und die er als „*photosphärisches Netz*“ bezeichnete. Es ist dies eine Teilung der Photosphäre in Gegenden, in denen die Körner oder

Granulationen scharf und gut begrenzt erscheinen, und in solche, in denen sie zart und verwaschen aussehen. Dieses verschiedene Aussehen tritt auch in Fig. 115 und 116, wenngleich nicht sehr auffallend, hervor. Janssen selbst erklärte diese Erscheinung durch heftige Bewegungen der photosphärischen Substanz, welche die Körnerelemente zerstört; sie dürfte aber in der Luftunruhe zu suchen sein, welche die einzelnen Teile des großen Sonnenbildes verschieden beeinflußt.

Von der Granulation sind die oben bereits erwähnten *Fackeln* zu unterscheiden. Diese ziehen sich als mannigfach gekrümmte und verschlungene Lichtadern an gewissen Stellen, besonders in der Nachbarschaft von Flecken, in Häufigkeit, Intensität und Form wechselnd, Tausende von Kilometern an der Sonnenoberfläche hin und fallen meist schon im kleinsten Fernrohre selbst dem ganz ungeübten Auge auf. Die Fackeln sind im Fernrohre und auf den Photographien nur in der Nähe des Sonnenrandes erkennbar; je weiter sie von demselben entfernt sind, um so weniger heben sie sich von der Umgebung ab, und auf der Mitte der Scheibe sind sie überhaupt nicht mehr zu sehen. Dieses Verhalten deutet darauf hin, daß sie sich über das Niveau der übrigen Photosphäre erheben. Ihre große Helligkeit in der Nähe des Sonnenrandes ist dann dadurch zu erklären, daß sie dort vermöge ihrer größeren Höhe weniger durch die starke allgemeine Absorption der Sonnenatmosphäre geschwächt werden, als die übrige Photosphäre. Vielleicht ist sogar die größere Höhe der einzige Unterschied, der zwischen den Fackeln und der übrigen Photosphäre besteht. Auf den großen Photographien von Janssen erscheinen wenigstens die Fackeln fast vollständig in Elemente aufgelöst, die denen der photosphärischen Granulation genau gleichen. Durch den Umstand, daß die Fackeln auf der Mitte der Sonnenscheibe nicht zu sehen sind, wird ein eingehenderes Studium der interessanten Gebilde sehr erschwert und zum Teil unmöglich gemacht, da man sie stets nur wenige Tage hintereinander verfolgen kann und wegen der starken Gestaltänderungen, die sie erfahren, nicht imstande ist, die an dem einen Rande beobachteten Objekte mit den am anderen Rande auftretenden mit Sicherheit zu identifizieren.

Wir werden weiter unten, im Abschnitt 7, sehen, wie es mit Hilfe des von Hale und Deslandres konstruierten Spektroheliographen (s. S. 262f.) möglich geworden ist, auch in diese Erscheinungen der Sonnenatmosphäre einen besseren Einblick zu gewinnen.

3. Die Sonnenflecke.

Selbst die unvollkommenen Fernrohre Galileis und seiner Zeitgenossen mußten die Flecke, welche die Sonne häufig in großer Zahl zeigt, erkennen lassen, und so entdeckte Galilei sie in der Tat auch schon in der zweiten Hälfte

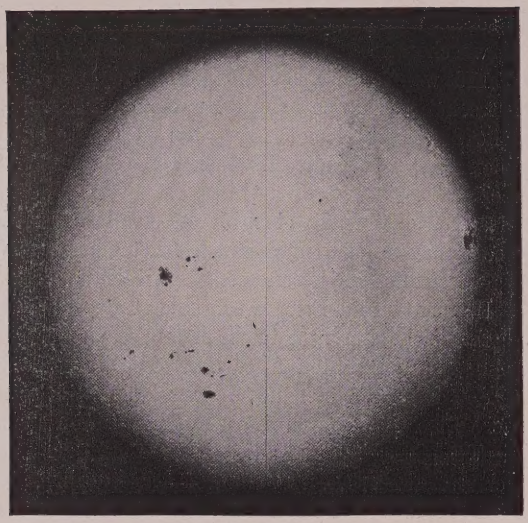


Fig. 117.
Sonne nach einer Aufnahme mit dem Heliographen des Potsdamer Observatoriums.

Fig. 118. Wirbel auf der Sonne.

(wahrscheinlich schon im Juli oder August) des Jahres 1610[1]). Der Engländer Thomas Harriot sah und skizzierte Sonnenflecke am 18. Dezember (neuen Stiles) 1610, da er aber bei einer weiteren Beobachtung der Sonne im Januar 1611 keine Flecke vorfand, legte er augenscheinlich seiner Wahrnehmung zunächst keine Bedeutung bei, sondern nahm seine Beobachtungen erst im Dezember 1611 wieder auf. Unabhängig von Galilei und Harriot wurden die Sonnenflecke am 9. März (neuen Stiles) 1611[2]) auch von Johann Fabricius, dem Sohne des ostfriesischen Pfarrers und eifrigen Astronomen David Fabricius, und nahezu gleichzeitig von dem Jesuitenpater Chr. Scheiner aufgefunden, welch letzterer aber die Wichtigkeit der Erscheinung zunächst nicht erkannte und erst vom Oktober 1611 an die Flecke weiter beobachtete. Joh. Fabricius war der erste, der die Entdeckung durch den Druck bekannt machte (Mitte 1611). Seine Schrift scheint indessen ziemlich unbeachtet geblieben zu sein, und erst durch die Veröffentlichungen Scheiners und später Galileis wurde das Interesse an diesen merkwürdigen Erscheinungen reger. Namentlich Scheiner hat die Sonnenflecke mit Ausdauer und Sorgfalt beobachtet und über sie ein großes Werk (Rosa Ursina, 1630) veröffentlicht, in welchem mancherlei Wahrnehmungen enthalten sind, die erst im neunzehnten Jahrhundert ihre volle Würdigung gefunden haben.

Die erste Idee Scheiners war, die Flecke seien kleine Planeten in der Nachbarschaft der Sonne; aber dies wurde sehr bald von Galilei bestritten, welcher zeigte, daß sie sich auf der Oberfläche der Sonne selbst befinden müßten. Die Vorstellung, das Urbild der Reinheit, die Sonne, sei mit Flecken behaftet, widerstritt der scholastischen Philosophie jener Zeiten, und es ist daher nicht unmöglich, daß die Erklärung Scheiners dem Wunsche entsprang, die Vollkommenheit unseres Zentralkörpers zu retten.

Schon eine oberflächliche Beobachtung zeigte bald, daß die Flecke sich auf der Sonnenscheibe in der Richtung von Osten nach Westen bewegten. In der Regel erschien ein Fleck nahe dem östlichen Rande, rückte regelmäßig auf der Scheibe vor, verschwand nach 12 bis 14 Tagen am Westrande, und tauchte dann häufig nach Verlauf von abermals 14 Tagen wiederum am Ostrande auf. Indessen fand man bald, daß die Flecke durchaus nicht bleibende Objekte waren; manche verschwanden schon nach einigen Tagen, andere waren Wochen hindurch, ja selbst während mehrerer Umläufe um die Sonne sichtbar. Aber solange sie bestanden, zeigten sie auch die beschriebene Bewegung, und Scheiner, der die Bewegung der Flecke zuerst sorgfältiger verfolgte, schloß daraus, daß die Sonne in etwa 25 Tagen um eine Achse rotiert, die ungefähr 83° gegen die Ekliptik geneigt ist.

Die Astronomen des 17. und 18. Jahrhunderts benutzten zur Beobachtung

[1]) In China sind, wie aus der im Jahre 1322 veröffentlichten Enzyklopädie des Ma Tuan Lin hervorgeht, schon 1300 Jahre früher Sonnenflecke beobachtet worden.

[2]) Nicht schon im Dezember 1610, wie oft fälschlich behauptet wird.

der Sonne und ihrer Flecke eine Methode, die auch heute noch unter Umständen mit Vorteil angewandt wird, besonders wenn man die auf der Sonne stattfindenden Erscheinungen und Vorgänge mehreren Beobachtern zugleich zur Anschauung bringen will. Man entwirft dabei in einiger Entfernung

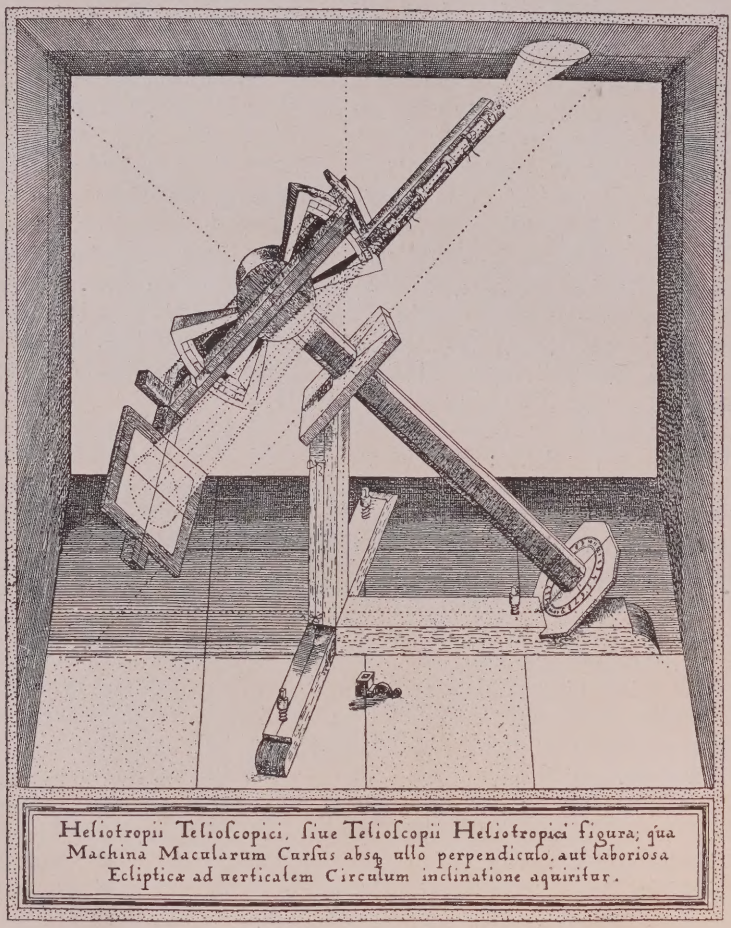


Fig. 119.

vor dem Okular des Fernrohres auf einem weißen Schirm das Bild der Sonne; durch Verstellung des Okulars läßt sich die Größe des Sonnenbildes ändern. Zweckmäßig ist es hierbei, die direkten, am Fernrohre vorbeifallenden Strahlen durch einen Schirm abzublenden. Fig. 119 zeigt das Instrument, dessen sich

Chr. Scheiner zuletzt bei seinen Beobachtungen der Sonnenflecke bediente. Es ist nach den Ideen des P. Grienberger konstruiert und besitzt dadurch noch ein besonderes Interesse, daß es den ersten Versuch einer parallaktischen Fernrohraufstellung bildet. Zu feineren, direkt am Fernrohre auszuführenden Untersuchungen an der Sonne benutzt man am besten sogenannte *helioskopische Okulare*. Sie bestehen aus der Verbindung eines Okulars mit einem spitzwinkligen Prisma oder mit vier Glasplatten, die, paarweise vereint, sich gegeneinander drehen lassen. Im ersten Falle wird durch Reflex an einer Fläche des Prismas die Intensität des Sonnenlichtes so verringert, daß man nur ganz schwach gefärbter Blendgläser bedarf, um das Auge zu schützen. Im zweiten Falle wird das Licht durch mehrfachen Reflex an den Glasplatten und durch dabei eintretende Polarisation nach Belieben geschwächt, so daß man überhaupt kein Blendglas mehr zu benutzen braucht.

Schon die ersten Beobachter der Sonnenflecke erkannten, daß diese nicht einfach dunkle Punkte sind, sondern im wesentlichen aus zwei verschiedenartigen Teilen bestehen. Der zentrale Teil oder *Kern* (auch *Umbra*) ist am dunkelsten; er ist umgeben von dem helleren *Hofe* oder der *Penumbra*, die bei schwacher Vergrößerung in der Regel gleichmäßig grau erscheint. Betrachtet man die Penumbra aber bei guter Luft mit einem stärkeren Fernrohre, so findet man sie mannigfach gestreift (s. Fig. 115, 120 und 121), und die schönen Photographien von Janssen lassen erkennen, daß sie ebenfalls aus granulierter Materie besteht, genau wie die übrige Photosphäre. Aber in der Penumbra scheinen sich die Körner der Granulation mehr oder weniger radial anzuordnen, als ob sie unter dem Einflusse einer nach dem Innern des Kerns gerichteten Kraft ständen. Die Kerne selbst sind wesentlich dunkler als die Penumbra, aber keineswegs sehr dunkel oder gar schwarz, wie man bei ihrem Anblicke zunächst vermuten könnte. Sie erscheinen vielmehr, verglichen mit den Planeten Merkur oder Venus, wenn diese vor der Sonnenscheibe vorübergehen, nur grau, und Langley hat gefunden, daß sie den Vollmond an Flächenhelligkeit noch 500mal übertreffen.

Die Flecke treten gewöhnlich in Gruppen auf. Die Art und Weise, wie sich eine solche Fleckengruppe entwickelt, ist außerordentlich verschieden; mitunter geht es sehr schnell vonstatten, in anderen Fällen wieder sehr langsam. Fast immer aber beginnt die Bildung damit, daß innerhalb der Granulation dunkle Punkte (Poren) auftreten, häufig von hellen Fackeln umgeben. Aus diesen Poren entwickeln sich dann gewöhnlich zwei größere Flecke, während sich der Zwischenraum zwischen ihnen mit kleineren Fleckchen anfüllt. Der vorangehende Fleck hat meist eine etwas schnellere Bewegung, so daß sich die Gruppe allmählich immer mehr in die Länge zieht. Der nachfolgende Fleck wird nach und nach unbedeutender und löst sich, ebenso wie die dazwischen liegenden kleinen Flecke, schließlich auf, und es bleibt endlich nur der führende Fleck übrig, der zu diesem Zeitpunkte gewöhnlich

Fig. 120. Großer Sonnenfleck vom Juli 1872, nach Lohse (Juli 2, Mittag).

Fig. 121. Großer Sonnenfleck vom Juli 1872, nach Lohse (Juli 4, Nachmittag).

eine ziemlich regelmäßige, runde Form angenommen hat. In dieser Gestalt hält er sich dann manchmal während mehrerer Umdrehungen der Sonne. Die Auflösung des Flecks vollzieht sich gewöhnlich in der Weise, daß die Photosphäre in die Penumbra einzudringen scheint und dieselbe teilweise bedeckt. Diese eindringenden Teile sind häufig von besonderer Helligkeit, so daß man sie auch als „Lichtbrücken" bezeichnet. Die Lichtbrücken wachsen allmählich, oder es bilden sich auch neue Brücken, die schließlich den Kern ganz ausfüllen; die übrigbleibenden Teile des Flecks werden immer kleiner, bis er schließlich ganz verschwindet. In Fig. 115 ist bei dem Hauptfleck eine helle Lichtbrücke deutlich zu erkennen.

Die Größe der Flecke ist außerordentlich verschieden; man hat schon solche von über 2 Minuten scheinbarem oder 87000 und mehr Kilometer wirklichem Durchmesser gesehen, die also die Erde an Größe um das Siebenfache und mehr übertrafen. Häufig geschieht es auch, daß ein großer Fleck in verschiedene kleinere sich zerteilt. Dabei verändern die Flecke ihre Form und Größe oft in kürzester Zeit vollkommen, wie die vorstehenden Fig. 120 und 121 zeigen, welche den großen Sonnenfleck von Anfang Juli 1872 nach Lohses Beobachtungen zu Bothkamp darstellen. Ihre Dauer ist, wie bereits erwähnt, gleichfalls sehr veränderlich, von wenigen Tagen bis zu Wochen und in einzelnen Fällen selbst mehreren Monaten. Dabei kommen sie in der Regel nur in den äquatorialen Gegenden der Sonne, bis zu etwa $\pm 30^0$ heliographischer Breite, vor; Flecke von über $\pm 40^0$ Breite gehören zu den größten Seltenheiten. So ist bisher nur von Peters im Jahre 1846 ein Fleck in etwa 50^0 Breite und im Jahre 1915 auf einer Kapaufnahme ein kleiner Fleck in 60^0 Breite beobachtet worden. Kleinere fleckenartige Gebilde, welche man in letzter Zeit entdeckt hat — es handelt sich um schwach angedeutete, aber doch wohl sicher festgestellte Störungsgebiete auf der Sonnenoberfläche, die von den englischen Sonnenbeobachtern „flecks" oder „veiled spots" genannt werden —, treten anscheinend öfters in hohen Breiten auf.

Bemerkenswert ist, daß, wie Carrington und Spörer zuerst wahrnahmen, die ersten Flecke, welche nach einem Sonnenfleckenminimum (s. nächsten Abschnitt) entstehen, in höheren Breiten, etwa bei 30^0, aufzutreten pflegen, daß dann die mittlere Breite der Flecke allmählich abnimmt und die letzten Flecke vor dem nächsten Minimum sich in der Nähe des Äquators bilden.

Eine andere auffallende Erscheinung glaubte Mrs. Maunder entdeckt zu haben. Sie fand nämlich aus den in Greenwich veröffentlichten Sonnenfleckenbeobachtungen der Jahre 1889 bis 1901, daß in bezug auf die Anzahl und die Ausdehnung der beobachteten Fleckengruppen die östliche Hälfte der Sonnenscheibe ein ausgesprochenes Übergewicht über die westliche Hälfte besitzt. Ferner ergab sich, daß von allen Flecken (unter Ausschluß derjenigen, die auf der sichtbaren Halbkugel der Sonne entstehen und nach wenigen Tagen wieder vergehen) sich nur 41% auf der sichtbaren Halb-

kugel bilden, dagegen 59% auf der unsichtbaren, und umgekehrt, daß sich 58% von ihnen auf der sichtbaren Halbkugel auflösen und nur 42% auf der unsichtbaren. Diese Tatsache würde auf eine Einwirkung der Erde auf die Sonne hindeuten, die in hohem Grade unwahrscheinlich ist. In der Tat hat eine eingehende Prüfung dieser Frage durch Epstein gezeigt, daß ein solches Übergewicht der östlichen Hälfte der Sonne in Wahrheit nicht besteht.

Bis vor etwa 150 Jahren verglich man häufig die Sonnenflecke mit Schlacken, die auf der geschmolzenen Oberfläche der Photosphäre schwämmen. Im Jahre 1771 aber sprach der württembergische Pfarrer Schülen die Ansicht aus, daß die Flecke Vertiefungen in der Photosphäre seien, indem der dunkle Kern viel tiefer liege als die leuchtende Oberfläche und selbst als der Rand der Penumbra. Er hatte nämlich beobachtet, daß bei Annäherung eines Flecks an den Sonnenrand die Penumbra an der dem Mittelpunkte der Sonnenscheibe zugekehrten Seite immer schmaler wurde und schließlich

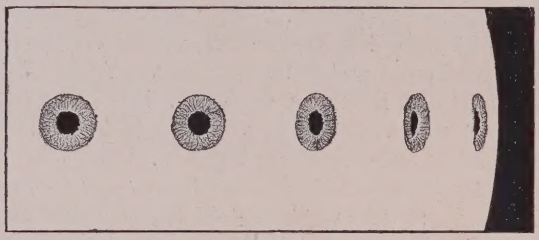


Fig. 122.

ganz verschwand, und erklärte diese Tatsache durch einfache perspektivische Wirkung der in verschiedenem Niveau liegenden Teile von Kern, Penumbra und Photosphäre (Fig. 122). Danach würde also ein Sonnenfleck im wesentlichen eine trichterförmige Gestalt haben; der Kern bildete den Boden des Trichters, die Penumbra seine Wände. 1774 veröffentlichte der schottische Astronom Wilson unabhängig von Schülen die gleiche Entdeckung. Spätere, eingehendere Untersuchungen haben freilich gezeigt, daß dieses sogenannte *Wilsonsche Phänomen* nicht bei allen Flecken auftritt.

Das trichterförmige Aussehen der Flecke bildet das Fundament der bekannten Wilsonschen Theorie, die indessen noch häufiger mit Herschels Namen, der sie weiter entwickelte, verknüpft wird. Wir werden auf diese weiter unten, bei der Besprechung der verschiedenen Ansichten über die physische Beschaffenheit der Sonne, noch zurückkommen.

Auch Faye faßte die Flecke als hohle Trichter auf, die seiner Ansicht nach durch Wirbel, den Zyklonen unserer Atmosphäre vergleichbar, hervorgebracht würden. Diese Anschauung hat neuerdings eine wesentliche Stütze gewonnen in den schönen Resultaten, die Hale in den letzten Jahrzehnten mit Hilfe des Spektroheliographen erzielt hat. Wir wollen dieselben

deshalb, dem sonstigen Gange unserer Darstellung etwas vorgreifend, hier schon besprechen, während wir auf die anderen interessanten, mit diesem vielseitigen Instrument zutage geförderten Ergebnisse erst im 7. Abschnitt näher eingehen werden.

Die Aufnahmen im Lichte der roten Wasserstofflinie, der *C*-Linie, zeigen nämlich in überraschender Weise an den verschiedensten Stellen der Sonnenscheibe deutliche Wirbelbewegungen (s. Fig. 118). Mitunter bildet ein Fleck das Zentrum eines solchen Wirbels; es treten aber auch Wirbel an Stellen auf, wo sich kein Fleck befindet. Die Drehungsrichtung der Wirbel scheint kein bestimmtes Gesetz zu befolgen; es finden sich mitunter nahe nebeneinander Wirbel mit entgegengesetzter Drehungsrichtung, wie dies z. B. auch bei den beiden in Fig. 118 sichtbaren Wirbeln der Fall ist. In einzelnen Fällen scheinen die Wirbel eine mächtige Anziehung auf die umgebenden Gasmassen auszuüben; so beobachtete z. B. Hale im Jahre 1908 eine ungewöhnlich lange Wasserstoff-Flocke, die in kurzer Zeit, offenbar von dem um einen Fleck kreisenden Wirbel angezogen, vollkommen in den Fleck, das Zentrum des Wirbels, hineingezogen wurde. Nach Hales Messungen wurden dabei von einzelnen Teilen Geschwindigkeiten bis zu 140 Kilometern in der Sekunde erreicht.

Die beobachteten Wirbel führten aber Hale noch zu anderen interessanten und für die Erklärung der Natur der Sonnenflecke sehr bedeutsamen Resultaten. Um dieselben verständlich zu machen, ist es erforderlich, etwas weiter auszuholen.

Im Jahre 1896 hatte Zeeman gezeigt, daß, wenn man das Licht einer leuchtenden Flamme der Einwirkung eines Magnetfeldes aussetzt, manche Spektrallinien sich bei Anwendung hinreichend starker Dispersion in zwei bzw. drei Komponenten spalten, je nachdem man in der Richtung der magnetischen Kraftlinien oder senkrecht dazu beobachtet (*Zeemaneffekt*). Im ersten Falle sind beide Linien zirkular, aber einander entgegengesetzt polarisiert, im zweiten Falle alle drei linear, und zwar steht die Polarisationsebene der mittleren Komponente senkrecht zu den magnetischen Kraftlinien, die der beiden anderen parallel dazu.

Wenn man nun annimmt, was aus verschiedenen Gründen plausibel ist, daß die Gase der Photosphäre elektrisch geladen sind, so würde ein Wirbel solcher Gase, wie er auf den Haleschen Aufnahmen zu erkennen ist, gleichbedeutend sein mit einem in dem Wirbel kreisenden elektrischen Strome. Ein solcher Strom muß aber ein magnetisches Feld erzeugen, dessen Kraftlinien im großen und ganzen der Achse des Wirbels parallel sein werden.

Von dieser Anschauung ausgehend, machte nun Hale den Versuch, in dem Spektrum von Sonnenflecken den eben beschriebenen Zeemaneffekt nachzuweisen. Und in der Tat, nach Überwindung der mannigfachsten

Schwierigkeiten gelang es ihm wirklich, an einigen Linien des Eisens und des Titans die meisten Erscheinungen, die für das Zeeman-Phänomen charakteristisch sind, zu beobachten. Die Linien spalteten sich in zwei Komponenten, wenn sich der beobachtete Fleck auf der Mitte der Sonnenscheibe befand, so daß man angenähert in die Richtung der Wirbelachse blickte, dagegen in drei Komponenten, wenn der Fleck dem Rande nahe war, so daß man nahezu senkrecht auf die Wirbelachse sah. Auch konnte eine Umkehr der Polarisationsrichtungen festgestellt werden, wenn man von einem rechtsdrehenden zu einem linksdrehenden Wirbel überging.

Es kann hiernach wohl keinem Zweifel mehr unterliegen, daß die Sonnenflecke als Schauplatz elektrisch geladener Wirbel aufzufassen sind. Die groß angelegten Untersuchungen über die Vorgänge in der Sonnenatmosphäre auf dem Mount Wilson-Observatorium haben in den letzten Jahren viele interessante Einzelheiten über die magnetischen Verhältnisse in den Sonnenflecken und auf der ganzen Sonnenoberfläche zutage gefördert. Die in den Flecken in Wirbeln kreisenden ionisierten Gasmassen erzeugen ein magnetisches Feld, das seiner Intensität nach für wachsende Schichthöhe in der Sonnenatmosphäre abnimmt. Bei den häufig paarweise zusammengehörigen Flecken zeigt sich immer ein entgegengesetzter Rotationssinn der Wirbel. Bei den bipolaren Fleckengruppen ist die Polarität für den vorangehenden Fleck in beiden Hemisphären einander entgegengesetzt. Nach dem Sonnenfleckenminimum 1912 fand unerwarteterweise ein Wechsel in der Polarität der vorangehenden Komponenten der bipolaren Gruppen statt, so daß ein innerer Zusammenhang zwischen der Polarität der Flecken und der Fleckenperiode zu bestehen schien. Doch hat sich dieser Umschlag in der Polarität mit dem späteren Maximum der Fleckentätigkeit nicht wiederholt.

Die Untersuchungen über das allgemeine magnetische Feld der Sonne haben ergeben, daß sich die Sonne ebenso wie die Erde wie eine magnetische Kugel verhält. Die Achse der Magnetisierung fällt anscheinend mit der Rotationsachse nahe zusammen. In den letzten Jahren ist es gelungen, die Lage der magnetischen Achse der Sonne gegen die Rotationsachse mit befriedigender Genauigkeit festzustellen. Die Neigung der beiden Achsen gegeneinander beträgt etwa 6°; die Umlaufszeit der magnetischen Achse um die Rotationsachse beläuft sich auf 31.5 Tage. Der Sinn der Polarität ist der gleiche wie bei der Erde; die Intensität des Feldes in der Schicht, in der die Beobachtungen angestellt sind, ist etwa 80mal so groß als bei der Erde. Über den Ursprung dieser Magnetisierung sind wir noch im Unklaren.

Nachdem Stark die Aufspaltung der Spektrallinien im elektrischen Feld entdeckt hatte, tauchte natürlich sofort die Frage nach dem Auftreten eines solchen Starkeffekts bei den Sonnenlinien auf. Doch ist es bisher nicht gelungen, einen Effekt dieser Art mit Sicherheit festzustellen.

Sorgfältige Messungen insbesondere von St. John haben die in den Sonnenflecken sich abspielenden Bewegungsverhältnisse der Materie zum Gegenstand der Untersuchung gemacht. Seine Beobachtungen an verschiedenen Elementen in verschiedenen Schichten der Sonnenflecke haben eine kontinuierliche Zirkulation der Gase in den Flecken festgestellt. Aus den obersten Schichten sinken Wasserstoff- und Kalziumdämpfe mit einer Geschwindigkeit von etwa 2 km hinab. Diese Geschwindigkeit nimmt in tieferen Schichten, wo sich die Stoffe höheren Atomgewichtes befinden, ab, wo sich dann im Gegensatz ein langsam aufsteigender Strom von Gasen offenbart.

4. Periodizität der Flecke.

Die zahlreichen und sorgfältigen Beobachtungen der Sonnenflecke, die während des letzten Jahrhunderts angestellt worden sind, haben deutlich eine etwa elfjährige Periode in der fleckenerzeugenden Tätigkeit der Sonne nachgewiesen. Während eines Zeitraumes von zwei oder drei Jahren sind die Flecke größer und häufiger als im Durchschnitt; dann beginnen sie ihrer Zahl nach abzunehmen bis zu dem etwa sechs bis sieben Jahre nach dem Maximum eintretenden Minimum. Nach weiteren vier bis fünf Jahren sind sie zum Maximum zurückgekehrt. Die Intervalle sind ziemlich ungleich; mit Sicherheit ist festgestellt, daß die Fleckenzunahme vom Minimum zum Maximum rascher stattfindet als die Abnahme, ähnlich wie auch bei gewissen veränderlichen Sternen, wie wir später sehen werden, die Zunahme der Helligkeit schneller vor sich geht, als die Abnahme. Eine Vorstellung über den Verlauf der Erscheinung mögen einige Resultate der Beobachtungen Schwabes in Dessau geben, der seit 1826 fast 50 Jahre hindurch die Sonne konsequent beobachtet und 1843 zuerst[1]) auf die Periodizität der Sonnenflecke aufmerksam gemacht hat. Er sah die Sonne während der Jahre 1828 bis 1831 nur an einem einzigen Tage fleckenfrei, 1833 dagegen an 139 Tagen; von 1836 bis 1840 wiederum nur an 3 Tagen, 1843 aber an 147 Tagen; von 1847 bis 1851 an 2 Tagen, 1856 an 193 Tagen; 1858 bis 1861 niemals, 1867 dagegen an 195 Tagen ohne Flecke.

Bemerkenswert frei von Flecken war die Sonne danach in den Jahren 1833, 1843, 1856 und 1867. R. Wolf in Zürich hat diese Periode bis zu Scheiners Zeit zurückverfolgen können und ihre durchschnittliche Länge zu $11^1/_9$ Jahren bestimmt. Aus seinen eingehenden Untersuchungen und denen seines Schülers und Nachfolgers Wolfer haben sich die folgenden genaueren Daten für die bisher beobachteten Sonnenfleckenminima und -maxima ergeben.

[1]) Eine frühere, aber unbekannt gebliebene Andeutung rührt von dem dänischen Astronomen Chr. Horrebow aus dem Jahre 1775 her.

Minima	Differenz	Minima	Differenz	Maxima	Differenz	Maxima	Differenz
1610.8		1755.2		1615.5		1761.5	
	8.2		11.3		10.5		8.2
1619.0		1766.5		1626.0		1769.7	
	15.0		9.0		13.5		8.7
1634.0		1775.5		1639.5		1778.4	
	11.0		9.2		9.5		9.7
1645.0		1784.7		1649.0		1788.1	
	10.0		13.6		11.0		17.1
1655.0		1798.3		1660.0		1805.2	
	11.0		12.3		15.0		11.2
1666.0		1810.6		1675.0		1816.4	
	13.5		12.7		10.0		13.5
1679.5		1823.3		1685.0		1829.9	
	10.0		10.6		8.0		7.3
1689.5		1833.9		1693.0		1837.2	
	8.5		9.6		12.5		10.9
1698.0		1843.5		1705.5		1848.1	
	14.0		12.5		12.7		12.0
1712.0		1856.0		1718.2		1860.1	
	11.5		11.2		9.3		10.5
1723.5		1867.2		1727.5		1870.6	
	10.5		11.7		11.2		13.3
1734.0		1878.9		1738.7		1883.9	
	11.0		10.7		11.6		10.2
1745.0		1889.6		1750.3		1894.1	
	10.2		12.1		11.2		12.3
		1901.7				1906.4	
			11.9				11.2
		1913.6				1917.6	

Man ersieht hieraus, daß die von Wolf abgeleitete Länge der Periode von $11^1/_9$ Jahren nur ein Durchschnittswert ist, während die Einzelwerte zwischen 7 und 17 Jahren schwanken. Allerdings muß dabei berücksichtigt werden, daß die Bestimmung der Zeit eines Maximums oder Minimums, zumal in den Jahren vor 1840, einer beträchtlichen Unsicherheit unterworfen ist. Aus einer erneuten Diskussion des gesamten bis 1901 vorliegenden Materials hat übrigens Wolfer den Mittelwert der Periode zu 11.124 oder $11^1/_8$ Jahren berechnet.

Später hat Schuster auf rechnerischem Wege gezeigt, daß sich in den Schwankungen der Fleckenhäufigkeit außer der eben erwähnten Periode von $11^1/_8$ Jahren noch zwei andere, kleinere Perioden von 8.36 bzw. 4.8 Jahren auszusprechen scheinen. Bemerkenswert ist, daß diese drei Zahlen sämtlich Bruchteile einer größeren Periode von $33^3/_8$ Jahren sind. Es ist nämlich

$$^1/_3 \text{ von } 33^3/_8 = 11.125$$
$$^1/_4 \text{ „ } \text{ „ } = 8.344$$
$$^1/_7 \text{ „ } \text{ „ } = 4.768.$$

Es wird aber jedenfalls noch weiterer Prüfungen an der Hand der Beobachtungen bedürfen, um festzustellen, ob die Schusterschen Perioden als reell anzusehen sind.

Die anderen auf der Sonne beobachteten Gebilde, die oben bereits erwähnten Fackeln und die später näher zu besprechenden Protuberanzen, sind in der Häufigkeit ihres Auftretens derselben Periode unterworfen wie die Flecke, nur ist bei ihnen die ganze Erscheinung weniger scharf ausgeprägt und daher nicht mit der gleichen Sicherheit zu beobachten.

Die Existenz einer Periodizität der in den Flecken usw. sich aussprechenden Sonnentätigkeit ist somit außer Zweifel gestellt, eine genügende Erklärung

dafür hat man aber bisher noch nicht gefunden. Ihr nahes Zusammenfallen mit der Umlaufszeit des Jupiter hat manche zu der Ansicht geführt, daß ein kausaler Zusammenhang zwischen den beiden Erscheinungen besteht, indem die Attraktion dieses mächtigsten Planeten unseres Systems irgendeine Störung in der Sonne bewirkt, die im Perihel größer ist als im Aphel. Aber einem solchen Zusammenhange wird durch die Tatsache widersprochen, daß die Sonnenfleckenperiode mehr als ein halbes Jahr kürzer ist als die Umlaufszeit des Jupiter. Außerdem kann bei der großen Entfernung und verhältnismäßig geringen Exzentrizität der Jupiterbahn der Wirkungsunterschied zwischen Perihel und Aphel nur sehr gering sein. Auch aus den soeben erwähnten Untersuchungen von Schuster geht mit Sicherheit hervor, daß sich in den Häufigkeitszahlen der Sonnenflecke kein Zusammenhang mit der Umlaufszeit des Jupiter oder mit derjenigen eines anderen Planeten ausspricht. Es darf somit als gewiß angesehen werden, daß die Ursache der Erscheinung nicht außerhalb der Sonne zu suchen, sondern nur das Resultat innerer Kräfte ist, über deren Natur wir aber noch nichts Genaueres wissen.

Es besteht ein weitgehender Parallelismus im allgemeinen zwischen den Vorgängen auf der Sonnenoberfläche und einigen terrestrischen Erscheinungen. Insbesondere die erdmagnetischen Vorgänge, wie Variation, Schwankungen der Säkularvariation u. a., zeigen in den Jahresmitteln eine ausgeprägte Beziehung zu der Sonnenfleckenperiode. Im einzelnen, z. B. schon in den Monatsmitteln, verwischt sich jedoch dieser Parallelismus, und es treten oft starke magnetische Stürme auf, ohne daß auf der Sonnenoberfläche besondere Störungen wahrgenommen werden. Über den inneren Grund dieser Wechselwirkung sind wir noch nicht im klaren.

5. Die Korona und die Protuberanzen.

Wäre die Sonne niemals mit einem anderen Instrument als mit dem Fernrohre allein untersucht oder niemals vom Monde total verfinstert worden, so würden wir wohl kaum eine richtige Vorstellung von den auf ihrer Oberfläche und in ihrer unmittelbaren Umgebung stattfindenden Vorgängen haben gewinnen können. Und doch würden wir mehr als jetzt die Überzeugung hegen können, eine erschöpfende Kenntnis von der Beschaffenheit der Sonne zu besitzen. In der Tat hat uns die moderne Wissenschaft auf der Sonne weit mehr Mysterien gezeigt als erklärt, so daß wir uns weiter als je von einer befriedigenden Erklärung aller jener Phänomene entfernt befinden. Wenn die Alten die Sonne für eine Kugel von geschmolzenem Eisen hielten, so hatten sie damit eine Vorstellung, welche dem Wissen jener Zeit vollständig genügte. Für Galilei und Scheiner waren die Sonnenflecke keine Geheimnisse, sondern einfach dunkle Stellen in der Photosphäre. Die Deutung

der Flecke durch Herschel, die wir später noch kennen lernen werden, entsprach vollständig der Erkenntnis seiner Zeit, und er kann als der letzte angesehen werden, der eine Theorie der physischen Beschaffenheit der Sonne entwickelte, die in der Tat der Zeit, in der sie ausgesprochen wurde, genügte. Wir haben gesehen, daß dem 19. Jahrhundert schon die genauere Beobachtung der Sonnenflecke und die Erklärung ihrer Erscheinungen Rätsel darbot, die weder für Herschel noch für die Alten existierten. Aber die neue Zeit hat uns noch andere merkwürdige Phänomene gezeigt.

Wenn während des Fortschreitens einer totalen Sonnenfinsternis die stetig abnehmende Sonnensichel beobachtet wird, bemerkt man nichts Auffallendes bis kurz vor dem Moment ihres vollständigen Verschwindens. Wenn aber der letzte Strahl des Sonnenlichtes erlischt, bietet sich dem Auge ein Bild von ungeahnter Schönheit, das, einmal nur wahrgenommen, nie wieder dem Gedächtnis entschwindet. Die Mondkugel, von tiefstem Schwarz, scheint in der Luft zu hängen, umgeben von einem Strahlenkranze milden Silberlichtes. In dieser *Korona* ragen Zungen und Wolken rosenfarbiger Flammen in phantastischen Formen von verschiedenen Punkten des Mondrandes auf (siehe Fig. 123). Von diesen zwei Erscheinungen war die Korona bereits im Altertum bekannt; aber erst im neunzehnten Jahrhundert richtete sich die Aufmerksamkeit der Astronomen auf die rosigen Flammen, die *Protuberanzen*, obgleich auch sie gelegentlich schon früher wahrgenommen worden sind.

Die von der Korona gegebenen Beschreibungen stimmen in der Hauptsache überein, wenn sie auch in vielen Einzelheiten sich unterscheiden. Halley beschreibt die während der totalen Sonnenfinsternis vom Jahre 1716 gesehene so: „Wenige Sekunden, bevor die Sonne ganz bedeckt war, zeigte sich rund um den Mond ein leuchtender Ring von der Breite eines Digitus (Zoll) oder etwa eines Zehntels des Monddurchmessers. Er war blaß-weiß oder vielmehr perlfarben und schien mir etwas die Töne des Regenbogens zu besitzen und konzentrisch mit dem Monde zu sein.“

Fast bei jeder Sonnenfinsternis hat die Korona eine andere Gestalt gehabt. Mitunter erschien sie mehr quadratisch als rund; bei anderen Gelegenheiten ist sie als vielstrahliger Stern beobachtet worden, dessen einzelne Strahlen sich zum Teil bis in weite Entfernungen vom Sonnenrande erstreckten. Bei der Beurteilung der älteren Beobachtungen darf man nicht außer acht lassen, daß die Anfertigung von Zeichnungen der Korona, für deren Beobachtung nur wenige Minuten zur Verfügung stehen, eine schwierige Aufgabe ist, so daß selbst die von zwei an demselben Ort und unter den gleichen Verhältnissen beobachtenden Personen gegebenen Beschreibungen oft ganz außerordentlich voneinander abweichen. Wesentlich zuverlässigere Resultate hat man erzielt, seit man in der photographischen Platte ein Hilfsmittel besitzt, das von subjektiven Auffassungen nicht berührt wird; doch

auch die photographischen Bilder zeigen je nach der Dauer der Belichtung, der Empfindlichkeit der Platte und der Art der Entwicklung nicht unerhebliche Unterschiede.

Die Beurteilung der Gestalt der Korona wird dadurch besonders erschwert, daß wir sie ja nicht körperlich sehen können, sondern nur in der Projektion auf die Himmelsfläche.

Man unterscheidet gewöhnlich zwischen der inneren und der äußeren Korona. Die innere ist der dem Sonnenrande nächste, hellste und angenähert kreisrunde Teil der Korona von wenigen Minuten Höhe, während man unter der äußeren die an Helligkeit allmählich abnehmenden, sich bisweilen, besonders in einzelnen Strahlen, sehr weit erstreckenden und unregelmäßig gestalteten Teile versteht. Es ist einleuchtend, daß diese beiden Teile der Korona wegen ihrer sehr ungleichen Helligkeit nicht gleichzeitig auf einer und derselben photographischen Aufnahme erhalten werden können. Die äußere Korona erfordert eine so lange Expositionszeit, daß dabei die innere erheblich überexponiert wird und alle Einzelheiten derselben verschwinden. So zeigt z. B. Fig. 123, nach einer Aufnahme von Schaeberle vom 16. April 1893, überwiegend die innere Korona, Fig. 124 dagegen, nach einer von Kostinsky am 27. Juli 1896 erhaltenen Aufnahme, mehr die äußere. Die letztere Aufnahme ist besonders bemerkenswert durch die ungewöhnlich stark entwickelten Strahlen.

Es scheint, als ob die Form der Korona in einem gewissen Zusammenhange mit der Intensität der Sonnentätigkeit stehe. Zur Zeit eines Sonnenfleckenminimums ist die Korona meistens in der Richtung des Sonnenäquators besonders stark entwickelt, während an den Polen nur kurze, büschelartige Strahlen auftreten. Die Form der Korona ist daher in diesem Falle langgestreckt. Zur Zeit eines Maximums dagegen scheinen die Strahlen durchweg unbedeutender zu sein, am Äquator nicht kräftiger als an den Polen, so daß die Gestalt im ganzen mehr rund ist. Doch ist der Nachweis, daß sich hier in der Tat ein Zusammenhang mit der Periodizität der Sonnenflecke ausspricht, noch nicht einwandfrei erbracht, und es bedarf noch der Prüfung an weiteren Finsternissen.

An der Basis ist die Korona immer am hellsten und nimmt allmählich nach außen an Helligkeit ab. Man hat versucht, das Licht der gesamten Korona zu bestimmen. Die Resultate, zu denen man dabei gelangt ist, sind zwar stark voneinander verschieden, immerhin aber darf man als erwiesen ansehen, daß die Beleuchtung durch die Korona nicht stärker ist als die durch den Vollmond. Vielleicht ist auch mit den Änderungen in der Gestalt der Korona eine Änderung ihrer Leuchtkraft verbunden.

Die Flächenhelligkeit der Korona nimmt mit der Entfernung vom Sonnenrande sehr schnell ab. Nach Langley betrug sie z. B. während der Finsternis vom Jahre 1878 in einer Entfernung von 1′ das Sechsfache, in einer Ent-

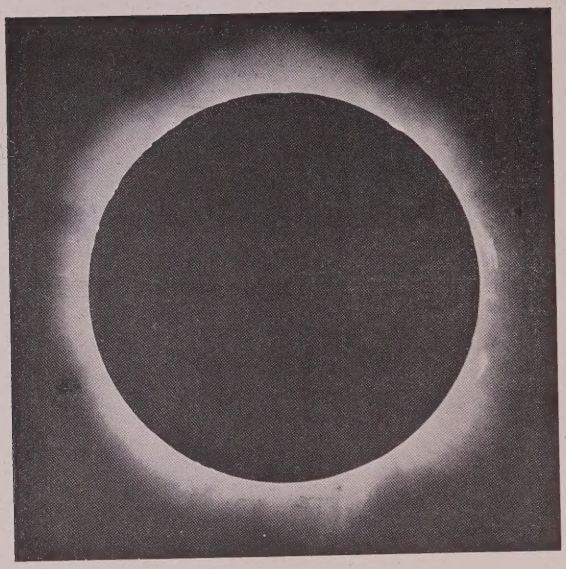


Fig. 123. Sonnenfinsternis, 1893 April 16.

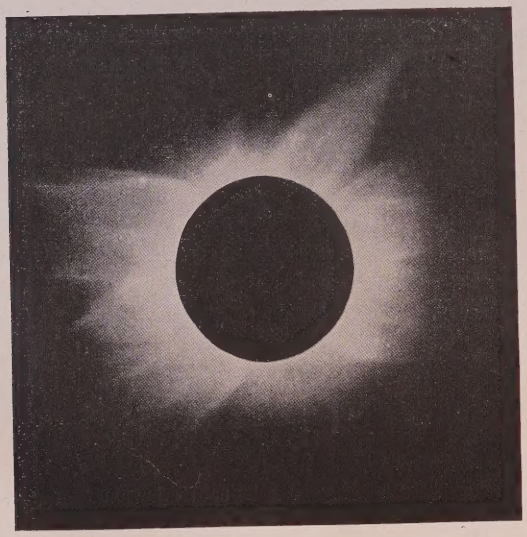


Fig. 124. Sonnenfinsternis, 1896 Juli 27.

fernung von 10′ dagegen nur den zehnten Teil von der des Vollmondes. 1905 fand sie Fabry bei 5′ Entfernung etwa gleich $^1/_4$ der Vollmondhelligkeit, Schwarzschild dagegen auf photographischem Wege bei demselben Abstande ungefähr $= {}^1/_{10}$ und bei 10′ Entfernung $= {}^1/_{100}$. Die Gesamthelligkeit der Korona bestimmte Turner 1893 zu 0.6, 1898 zu 1.1 und Schwarzschild 1905 zu 0.17 der Vollmondhelligkeit. Alle diese Angaben sind aber noch außerordentlich unsicher und können nur dazu dienen, einen ungefähren Begriff von der Helligkeit der Korona zu geben.

Das Licht der Korona ist zum Teil polarisiert, und zwar hat K. Young aus photographischen Aufnahmen von Perrine gefunden, daß der Prozentsatz des polarisierten Lichtes mit der Entfernung vom Sonnenrande sehr schnell anwächst, bis er bei einer Entfernung von 5′ ein Maximum von 37% erreicht. Dann fällt er wieder langsam und beträgt bei 9′ Entfernung ungefähr 35%. Young schließt daraus, daß ein großer Teil des Koronalichtes aus reflektiertem Lichte besteht. Beobachtungen bei späteren Finsternissen haben das Vorhandensein von polarisiertem Lichte bestätigt.

Man hielt früher die Korona für eine Atmosphäre der Sonne oder des Mondes. Daß sie jedoch keine Atmosphäre des Mondes sein könne, bewies sehr bald ihr unregelmäßiger Umriß; denn die Atmosphäre eines Körpers wie der Mond würde sich notwendigerweise in nahe gleichförmigen Schichten regelmäßig ausbreiten und könnte sich nicht, wie es bei der Korona so häufig geschieht, an einzelnen Stellen auftürmen. Damit war also außer Zweifel gestellt, daß die Korona zur Umgebung der Sonne gehört, und in der Tat war noch vor 60 Jahren die plausibelste Annahme, sie sei eine Sonnenatmosphäre, und die roten Protuberanzen seien in ihr schwimmende Wolken.

Die Frage, ob die Protuberanzen dem Monde oder der Sonne zugehören, wurde endgültig während der totalen Sonnenfinsternis in Sizilien 1860 beantwortet. Messungen ihrer Höhe über dem Mondrande bewiesen, daß der Mond sie nicht mit sich fortführte, sondern über sie hinwegging; sie gehören also der Sonne an.

Zu dieser Zeit war die Spektralanalyse noch wenig entwickelt, und niemand dachte daran, sie auf Korona und Protuberanzen anzuwenden. Die nächste bedeutende Finsternis fand 8 Jahre später, am 18. August 1868, in Indien und Siam statt. Das Spektroskop war in der Zwischenzeit in allgemeineren Gebrauch gekommen, und Expeditionen wurden daher von verschiedenen Nationen (hauptsächlich Engländern, Franzosen und Deutschen) ausgerüstet, um die fraglichen Objekte spektroskopisch zu untersuchen. Der erfolgreichste Beobachter war der Franzose Janssen, der im Innern Vorderindiens an einem hohen Punkte beobachtete, wo die Luft ausnehmend ruhig war. Als der letzte Sonnenstrahl durch den vorrückenden Mond abgeblendet war, zeigte sich eine enorme, viele tausend Kilometer über die Oberfläche der Sonne emporragende Protuberanz. Das Spektroskop wurde sofort darauf

gerichtet, und Janssen erkannte, daß ihr Spektrum einfach aus den hellen Linien des leuchtenden Wasserstoffes bestand. Die Protuberanz leuchtete also nicht als eine vom Sonnenlichte bestrahlte Substanz, sondern selbständig als eine ungeheure Masse glühenden Wasserstoffgases. Damit war die Ansicht, die Protuberanzen seien wolkenähnlicher Natur, mit einem Schlage gestürzt.

Diese Beobachtung bezeichnet den Anfang einer neuen Ära in der Physik der Sonne, welche durch ein eigentümliches Zusammentreffen unabhängig noch von einem zweiten Forscher inauguriert werden sollte. Als Janssen die Linien betrachtete, kam ihm der Gedanke, daß sie hell genug seien, um auch wohl nach der Sonnenfinsternis, zunächst nach der Phase der Totalität, gesehen zu werden. Leider bewölkte sich der Himmel unmittelbar nach der Totalität, so daß Janssen seinen Versuch erst am nächsten Morgen ausführen konnte. Dabei gelang es ihm aber dann in der Tat, die Protuberanzlinien bei gänzlich unverfinsterter Sonne wahrzunehmen, und während der folgenden Tage und Wochen konnte er zeigen, daß sie bei vollständig klarem Himmel jederzeit zu erkennen waren, so daß diese merkwürdigen Gebilde, die bisher nur während der seltenen und kurzen totalen Finsternisse gesehen worden waren, nun zum Gegenstande regelmäßiger Beobachtung gemacht werden konnten.

Wie gesagt, wurde diese wichtige Entdeckung aber noch an einem anderen Orte, unabhängig von der Sonnenfinsternis des 18. August, gemacht, und zwar von dem Engländer Norman Lockyer. Dieser war durch Nachdenken zu der Überzeugung geführt worden, man müsse das Spektrum der Protuberanzen mit hinreichend starken Spektroskopen jederzeit wahrnehmen können, wenn ihre Materie ein selbstleuchtendes Gas sei, dessen Spektrum, wie wir wissen, nur aus einzelnen hellen Linien besteht. Er hatte seine Methode schon 1866 der Royal Society mitgeteilt und auch Versuche angestellt, die aber resultatlos blieben, und zwar, wie er glaubte, wegen ungenügender Instrumente. Ein neues, kräftigeres Instrument wurde bestellt, und mit diesem fand nun Lockyer, ohne von Janssens Beobachtung zu wissen, als er es am 20. Oktober 1868 nach dem Sonnenrand richtete, an einigen Stellen in dem Spektrum drei helle Linien, von denen zwei dem Wasserstoff angehörten. Sein Resultat wurde sofort der Pariser Akademie der Wissenschaften mitgeteilt, welche die Nachricht an demselben Tage erhielt, als auch von Janssen in Indien der ausführliche Bericht über seine Beobachtungen eintraf. Um nach dieser Lockyer-Janssenschen Methode die ganze Gestalt einer Protuberanz zu übersehen, mußte der Spalt nach und nach über die ganze Ausdehnung derselben fortbewegt und aus den dabei sichtbar werdenden linienförmigen Streifen das Gesamtbild der Protuberanz mosaikartig zusammengesetzt werden. Es war also noch ein sehr umständliches und unvollkommenes Beobachtungsverfahren. Aber schon wenige Monate später, Anfang 1869,

gaben Zöllner und Huggins gleichzeitig und unabhängig voneinander eine Methode an, die wesentlich bequemer zum Ziele führt. Sie besteht einfach darin, daß der Spalt des Spektroskops sehr weit geöffnet wird, so daß man das Bild der ganzen Protuberanz oder wenigstens größere Teile derselben mit einem Male überblicken kann. Für diese Beobachtungsart ist es allerdings erforderlich, eine stärkere Dispersion zu benutzen, um die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums möglichst zu schwächen (s. S. 231f.). Für die Beobachtung der Protuberanzlinien bei engem Spalt ist, entgegen der oben erwähnten Anschauung, keineswegs ein besonders kräftiges Spektroskop erforderlich; Dunér hat vielmehr gezeigt, daß dafür schon die allerschwächsten Instrumente hinreichen.

Im Verfolg seiner Untersuchungen fand Lockyer, daß die Protuberanzen, von deren außerordentlich wechselnden Formen und wunderbaren Gestaltungen die nachstehenden Fig. 125 bis 129 einen Begriff geben mögen, aus einer dünnen, die ganze Oberfläche der Sonne umgebenden Umhüllung entspringen und nur besonders hervorragende Teile dieser Hülle sind. Die Sonne ist danach von einer hauptsächlich aus Wasserstoffgas bestehenden Atmosphäre umgeben, deren Teile hier und da in Gestalt von flammigen Wolken und Zungen oft zu riesiger Höhe emporgeschleudert werden. Jener schmalen, helleuchtenden Atmosphäre gab Lockyer wegen ihrer starken Färbung den Namen *Chromosphäre.* Sie ist, wie die Protuberanzen, nur mit dem Spektroskop oder während totaler Sonnenfinsternisse wahrzunehmen und bei letzteren Gelegenheiten auch früher schon von verschiedenen Beobachtern bemerkt worden, ohne daß man über ihre Natur etwas wußte. Das zweite Bild der Fig. 125 zeigt eine spektroheliographische Aufnahme der Chromosphäre; sie ist am treffendsten mit einem brennenden Grasfelde zu vergleichen.

Durch das Spektroskop ist also die Möglichkeit gegeben, die Protuberanzen jederzeit, sobald die Sonne überhaupt sichtbar ist, zu beobachten, und in der Tat wird auf verschiedenen Sternwarten täglich der ganze Sonnenrand nach Protuberanzen abgesucht, um sie zu zeichnen und zu messen. Dieses Absuchen des Randes ist naturgemäß eine ziemlich zeitraubende Arbeit, und es lag daher der Wunsch nahe, ebenso wie die Sonnenflecke auch alle gleichzeitig vorhandenen Protuberanzen auf einem einzigen Bilde festhalten zu können. Die ersten dahinzielenden Vorschläge rühren von Janssen (1869) und Braun in Kalocsa (1872) her; sie wurden aber von ihren Urhebern nicht in der Praxis geprüft. Auch Lohses Versuch mit einem rotierenden Spektralapparat (1885) führte, vermutlich wegen technischer Mängel, nicht zum Ziele. Erst den Bemühungen von Hale und Deslandres gelang es (1892/93), in dem oben (S. 262f.) bereits beschriebenen Spektroheliographen ein Instrument zu schaffen, welches nicht nur die den Ausgang dieser Versuche bildende Aufgabe löste, alle gleichzeitig vorhandenen Protuberanzen auf einer einzigen photographischen Aufnahme festzuhalten, sondern auch darüber hin-

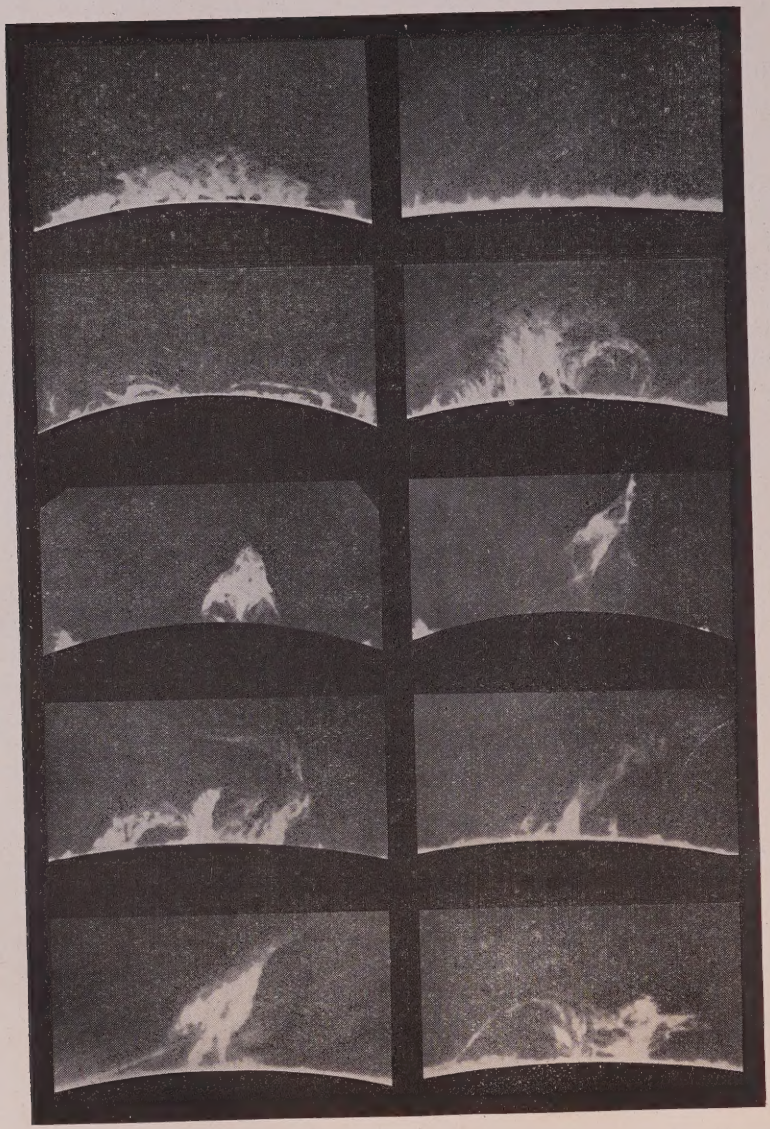


Fig. 125. Protuberanzen nach Aufnahmen von F. Slocum.

aus, wie wir schon gesehen haben, Resultate von weittragender Bedeutung gezeitigt hat. Die Figuren 125, 128 und 129 sind Wiedergaben von Aufnahmen, die Slocum und Hale mit dem Spektroheliographen des Yerkes-Observatoriums erhalten haben.

Man teilt die Protuberanzen gewöhnlich in zwei Klassen, die ruhenden oder wolkenartigen (Fig. 126) und die eruptiven (Fig. 127). Die letzteren werden auch als „metallische" bezeichnet, da in ihren Spektren stets eine größere Zahl von Metallinien auftritt, während die wolkenartigen Protuberanzen im wesentlichen aus Wasserstoff, Kalzium und Helium bestehen (s. nächsten Abschnitt). Die eruptiven Protuberanzen stehen unzweifelhaft in einem Zusammenhange mit den Sonnenflecken; sie treten fast nur in

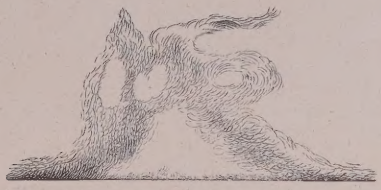


Fig. 126. Wolkenartige Protuberanz.

Fig. 127. Eruptive Protuberanzen.

den Breiten auf, wo sich auch diese finden, und folgen fast genau der elfjährigen Häufigkeitsperiode der Flecke. Anders die ruhenden Protuberanzen. Ihre größte Häufigkeit haben sie zwar auch in der Zone der maximalen Fleckenbildung, aber sie sind nicht auf diese beschränkt, sondern finden sich in allen Breiten bis hinauf zu den beiden Polen. Die elfjährige Periode ist bei ihnen zwar ebenfalls vorhanden, aber sehr viel weniger ausgeprägt als bei der anderen Klasse. Die Größe der Protuberanzen schwankt zwischen weiten Grenzen. Während die durchschnittliche Höhe etwa 40″ bis 50″ beträgt, besitzen viele beträchtlich größere Dimensionen, und in manchen Fällen sind sogar Höhen von 10′ und mehr erreicht worden. Wenn man bedenkt, daß 1′ einer Höhe von mehr als 40000 km entspricht, so sieht man sich hier vor einem Schauspiele, dessen Großartigkeit ohnegleichen ist. Auch die Gestaltänderungen der Protuberanzen vollziehen sich mit einer Geschwindigkeit, von

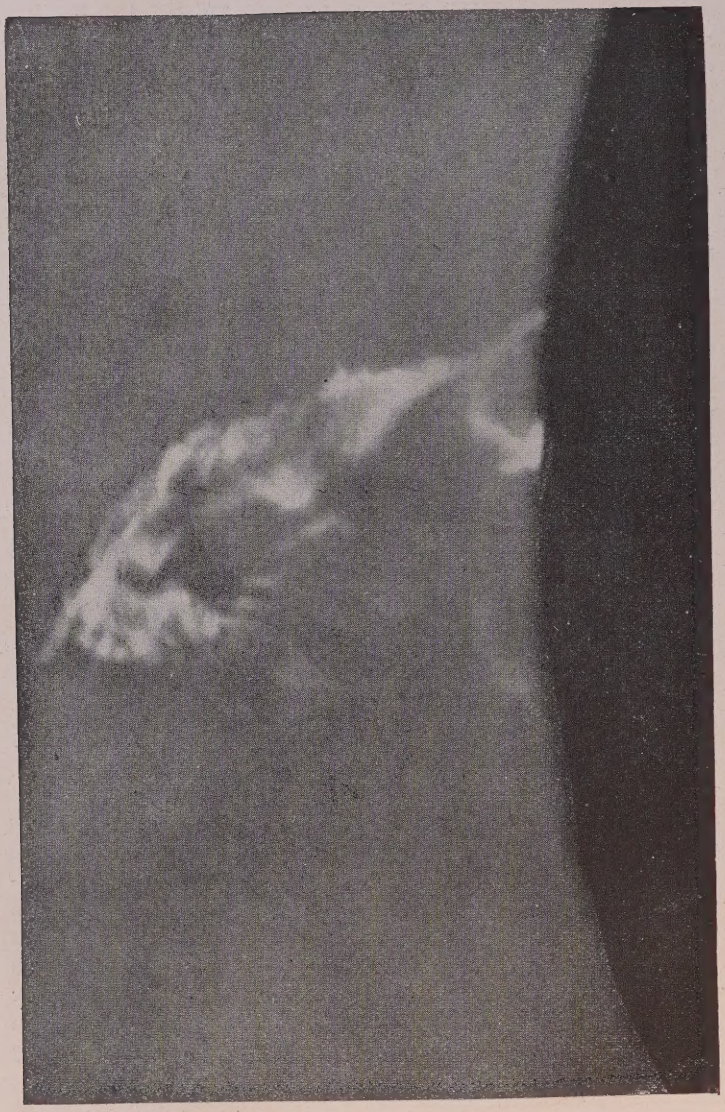


Fig. 128. Große Protuberanz, 1895 März 25, $10^h\ 40^m$; Höhe 261000 km.
Nach einer Aufnahme von Hale.

Fig. 129. Große Protuberanz, 1895 März 25, $10^h\ 58^m$; Höhe 452000 km.
Nach einer Aufnahme von Hale.

der wir uns nur schwer eine Vorstellung machen können. So hat man sowohl aufsteigende als auch Wirbel-Bewegungen beobachtet, welche mehrere hundert Kilometer in der Sekunde betrugen. Ein bemerkenswertes Beispiel schneller Veränderung bot eine Protuberanz, die Slocum am 25. März 1910 lange Zeit hindurch verfolgt hat, und von der zwei Aufnahmen in den Bildern 5 und 6 der Fig. 125 wiedergegeben sind. Auf der ersten von diesen beiden Aufnahmen besitzt die Protuberanz eine Höhe von 120000 km, auf der zweiten, die 40 Minuten später erhalten ist, hat sich die Gestalt der Protuberanz vollkommen geändert, und die Höhe ist bis auf 252000 km angestiegen. Noch eine Stunde später beträgt die Höhe sogar 450000 km, und nach weiteren drei Stunden ist von der Protuberanz keine Spur mehr vorhanden. Noch schneller verlief die Änderung bei einer in Fig. 128 und 129 abgebildeten Protuberanz. Die beiden Aufnahmen sind von Hale am 25. März 1895 mit einer Zwischenzeit von nur 18 Minuten erhalten. Die Höhe der Protuberanz betrug bei der ersten Aufnahme 6′, bei der zweiten dagegen 10′4, entsprechend einer linearen Erhebung von mehr als 450000 km.

Diese riesigen Geschwindigkeiten haben einzelne Forscher zu der Annahme geführt, daß es sich hierbei nicht um wirkliche Bewegungen handeln könne. Ja, man hat sogar geglaubt, die Protuberanzen selbst nicht für reelle, sondern für optische Erscheinungen halten zu dürfen, welche durch Anomalien in der Strahlenbrechung hervorgebracht würden. Wir werden weiter unten auf diese Anschauungen noch etwas näher eingehen.

6. Das Spektrum der Sonne und ihrer Umgebung.

Läßt man Sonnenlicht entweder direkt oder mittels eines Spiegels auf den Spalt eines Spektralapparats fallen, so erhält man ein Spektrum des Lichtes, welches von allen Teilen der uns zugewandten Sonnenoberfläche ausgeht. Wenn wir jedoch mit Hilfe einer Linse ein Sonnenbild auf den Spalt des Spektralapparats projizieren, so ist es möglich, das Spektrum eines jeden beliebigen Teiles dieses Bildes zu untersuchen.

Betrachten wir zunächst das Spektrum des gesamten uns von der Sonne zugehenden Lichtes, so stellt sich dasselbe als ein kontinuierliches Spektrum dar, durchsetzt von zahlreichen Fraunhoferschen Linien. Die schematische Darstellung des sichtbaren prismatischen Sonnenspektrums (Fig. 130) zeigt die relative Lage der hauptsächlichsten Fraunhoferschen Linien und die ungefähre Abgrenzung der einzelnen Farben. Eine einigermaßen detaillierte Darstellung des Sonnenspektrums mit seinen Tausenden von Linien ist in dem Rahmen dieses Buches nicht wiederzugeben. Um alle in einem größeren Spektralapparat der Neuzeit erkennbaren Linien eintragen zu können, müßte man dem Spektrum eine Länge von mehreren Metern geben, doch wird man

einen Begriff von dem Aussehen des Sonnenspektrums erhalten, wenn man die in Fig. 131 dargestellten Stücke desselben betrachtet.

In jedem Taschenspektroskop sind schon mehr Linien zu erkennen, als in Fig. 130. Wer Gelegenheit hat, sich mit einem solchen Instrument den schönen Anblick des Sonnenspektrums oder des Spektrums einer von der Sonne hell erleuchteten Wolke zu verschaffen, dem wird zunächst auffallen, wie groß der Intensitätsunterschied der verschiedenen Spektralfarben ist. In der Fig. 130 ist durch eine über dem Spektrum gezeichnete Kurve die Intensität des sichtbaren prismatischen Sonnenspektrums[1]) nach Fraunhofers Angaben zur Darstellung gebracht. Das Maximum der Intensität ist im Gelb gelegen.

Es mögen hier noch die Wellenlängen und die Schwingungszahlen für die wichtigsten Fraunhoferschen Linien Platz finden.

Fraunhofersche Linie	Wellenlänge[2]) λ	Schwingungszahl in der Sekunde (Billionen)	Ursprung
A	7594	395	Tellurisch
B	6868	437	Tellurisch
C	6563.0	457	H
D_1	5896.2	509	Na
D_2	5890.2	509	Na
E_1	5270.5	569	Ca, Fe
E_2	5269.7	569	Fe
b_1	5183.8	578	Mg
b_2	5172.9	580	Mg
F	4861.5	617	H
G	4308.0	696	Fe, Ca
g	4226.9	709	Ca
H_1 = H	3968.6	756	Ca
H_2 = K	3933.8	762	Ca

Die Grenzen des sichtbaren Spektrums sind für die meisten Augen durch die Linien *A* und *H* gegeben, doch bereitet das Fixieren von Linien zwischen *g* und *H* schon Schwierigkeiten; bei Benutzung fluoreszierender Substanzen ist man aber imstande, noch beträchtlich über *H* hinauszukommen. Die größte Erweiterung unserer Kenntnisse über das Sonnenspektrum hat aber

[1]) Es sei betont, daß es sich hier um das prismatische Spektrum zum Unterschiede von dem Beugungsspektrum handelt. Bei letzterem ist die relative Ausdehnung und damit auch die Intensität der Farben eine andere.

[2]) Das Tausendstel-Millimeter (Mikron) wird vielfach mit μ bezeichnet und dementsprechend das Milliontel-Millimeter mit $\mu\mu$. Wir haben uns hier der fast ausschließlich gebräuchlichen Einheit, des Zehntels eines Milliontel-Millimeters (*Ångströmsche Einheit*), bedient. Beispielsweise ist die Wellenlänge der Linie *F* zu bezeichnen mit 486.15 $\mu\mu$ oder 4861.5 *AE* oder kurz mit λ 4861.5.

die Anwendung der Photographie[1]) gebracht. Man gelangt mit Hilfe photographischer Aufnahmen im Sonnenspektrum bis etwa λ 2900; dann bricht das Spektrum infolge der Absorption, welche die Erdatmosphäre ausübt, plötzlich ab.

Zahlreiche Physiker und Astrophysiker (Draper, Vogel, Cornu, Müller und Kempf, Rowland, Higgs u. andere) sind bemüht gewesen, eine möglichst gute Darstellung des sichtbaren und des photographischen Teiles des Sonnenspektrums und eine genaue Bestimmung der Wellenlängen der einzelnen Linien zu geben. Die umfassendste Untersuchung verdanken wir Rowland und seinen Schülern. Sie ist unter dem Titel: „Preliminary Table of Solar Spectrum Wave-Lengths (Chicago 1896)" veröffentlicht worden, enthält die Wellenlängen von etwa 20000 Linien und wird auch jetzt noch als das Fundament für alle astrophysikalischen Spektraluntersuchungen angesehen.

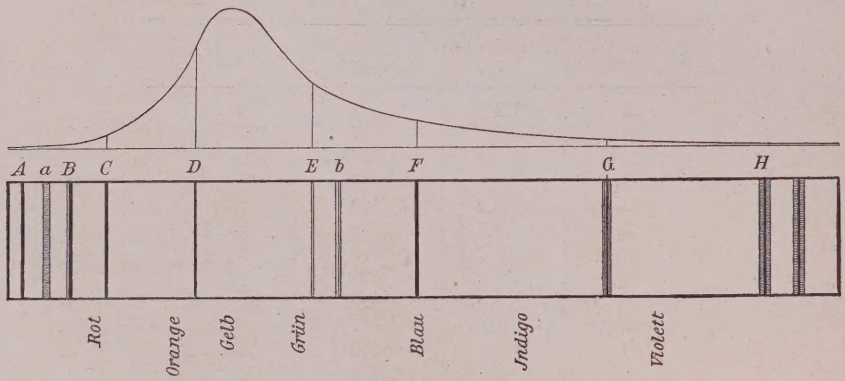


Fig. 130.

Auch nach der Richtung der größeren Wellenlängen vermag man das Sonnenspektrum noch bedeutend weiter zu verfolgen, seit man erkannt hat, daß Licht- und Wärmestrahlen in ihrem Wesen identisch sind und sich nur durch die Größe der Wellenlängen der Ätherschwingungen voneinander unterscheiden. Mit Hilfe von besonderen Apparaten (Thermosäulen, Bolometern) wurde es möglich, den ultraroten Teil des Sonnenspektrums bis λ 53000 (0.0053 mm) zu verfolgen (Langley).

Wir haben in dem Abschnitt „Spektralanalyse" gesehen, daß es Kirchhoff gelang, den innigen Zusammenhang zwischen Emission und Absorption

[1]) Die Intensitätsverteilung ist für die photographische Platte eine gänzlich andere als für das Auge; bei den gewöhnlichen Trockenplatten reicht die Empfindlichkeit etwa von λ 5000 bis λ 2000, und das Maximum derselben liegt zwischen den Linien *F* und *G*. Durch passende Behandlung der photographischen Platten ist man jedoch imstande, auch das ganze sichtbare Spektrum und sogar noch Teile des Ultrarot, bis etwa λ 10000, aufzunehmen.

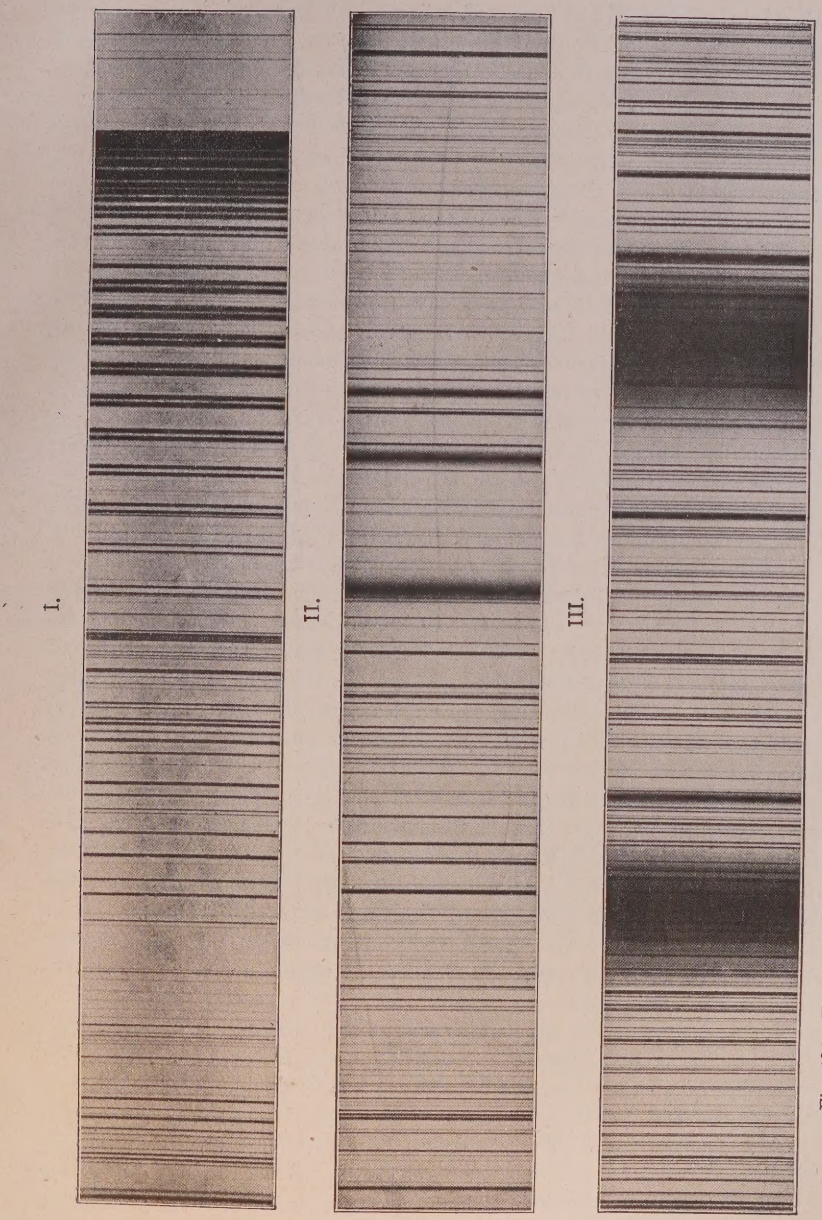


Fig. 131. Einzelne Teile des Sonnenspektrums. I. Gegend bei B, II. Gegend bei b, III. Gegend bei H und K.

glühender Gase zu begründen, so daß man aus der Anwesenheit von Absorptionslinien in den Spektren mit Sicherheit Schlüsse auf das Vorhandensein verschiedener Elemente in den Atmosphären selbst der fernsten Weltkörper ziehen kann. Er war auch der erste, der die einzelnen Spektrallinien verschiedener Substanzen mit großer Sorgfalt mit den Linien des Sonnenspektrums verglich und so die Existenz von einer großen Anzahl unserer irdischen Elemente in der Atmosphäre der Sonne nachwies.

Die außerordentliche Verfeinerung der Darstellung des Sonnenspektrums mit Hilfe der Photographie hat nun nicht ganz in dem gleichen Maße auch unsere Kenntnis von der Zusammensetzung der Sonnenatmosphäre gesteigert. So sind wir denn zurzeit noch weit davon entfernt, eine einigermaßen erschöpfende Deutung der zahlreichen Linien des Sonnenspektrums geben zu können. Gegenwärtig sind aber nachstehende Elemente als mit großer Sicherheit in der Atmosphäre der Sonne vorhanden anzuführen: Eisen, Nickel, Titan, Mangan, Chrom, Kobalt, Kohlenstoff, Vanadium, Zirkonium, Cer, Kalzium, Skandium, Neodym, Lanthan, Yttrium, Niobium, Molybdän, Palladium, Magnesium, Natrium, Silizium, Wasserstoff, Helium, Strontium, Barium, Aluminium, Kadmium, Rhodium, Erbium, Dysprosium, Europium, Zink, Kupfer, Silber, Gallium, Germanium, Beryllium, Zinn, Blei, Kalium, Indium, Platin, Praseodym, Wolfram, Ytterbium, Thallium, Sauerstoff, Stickstoff. Außer den Linienspektren der Elemente finden sich auch Bandenspektren derselben und ihrer Verbindungen im Sonnenspektrum vor. So gehören die beiden Banden bei λ 3884 und λ 3591 dem Zyan an. Ferner zeigten Newall und seine Mitarbeiter, daß zahlreiche Linien der Fraunhoferschen *G*-Gruppe von der bei λ 4314 beginnenden Kohlenmonoxydbande (Swanspektrum) herrühren. Ja selbst die Emissionsbanden des Ammoniaks und des Wasserdampfes ließen sich im ultravioletten Teile des Sonnenspektrums nachweisen.

Daß man noch nicht alle Linien des Sonnenspektrums identifizieren kann, hat verschiedene Gründe. Zweifellos existieren noch einige chemische Elemente, die uns bisher unbekannt geblieben sind. Ein weiterer Teil der Linien wird Bandenspektren von Verbindungen angehören, welche trotz der hohen Temperatur der Sonne beständig sind. Zahlreiche Linien der Elemente werden auch bisher im Laboratorium noch nicht aufgefunden worden sein, weil man noch nicht die Bedingungen herstellen konnte, unter denen die Elemente diese Linien zeigen.

Im Sonnenspektrum ist aber noch eine große Anzahl von Linien enthalten, welche nicht eigentlich zum Spektrum der Sonne gehören, sondern welche ihre Entstehung der selektiven Absorption verdanken, die das Sonnenlicht bei seinem Durchgange durch die Erdatmosphäre erfährt. Diese sogenannten *atmosphärischen* oder *tellurischen Linien* stellen also in Wirklichkeit das Absorptionsspektrum der Erdatmosphäre dar. Seine Intensität ist daher veränderlich, und zwar erscheinen seine Linien am kräftigsten, wenn der Weg,

den das Sonnenlicht durch die Atmosphäre bis zum Beobachter hin machen muß, am weitesten ist, d. h. bei tiefstem Stande der Sonne. Die Kenntnis dieser Linien ist für viele spektralanalytische Untersuchungen an Himmelskörpern von Bedeutung, und es haben daher verschiedene Forscher (Brewster, Ångström, Cornu u. a.) Verzeichnisse derselben geliefert. Die bekanntesten tellurischen Linien sind die Fraunhoferschen Linien A, a, B, welche vom Sauerstoff herrühren, während Bänder, die in der Nähe der D-Linien auftreten, vom Wasserdampf erzeugt werden. Endlich schneidet das Bandenspektrum des in der Erdatmosphäre vorhandenen Ozons das Sonnenspektrum bei etwa λ 2900 ab.

Von dem eigentlichen Sonnenspektrum weicht nun das Spektrum der Sonnenflecke schon ab. Nicht nur, daß hier die Intensität des kontinuierlichen Spektrums geringer ist, auch das Aussehen eines Teiles der Linien ist geändert. So werden die Linien einiger Elemente merklich verbreitert, aber nicht alle Linien desselben Elements; weiterhin werden einige sonst wenig auffallende Linien, besonders die des Vanadiums, sehr erheblich verstärkt, andere Linien dagegen geschwächt. Hale und seine Mitarbeiter konnten nun zeigen, daß sich bei Versuchen mit einem elektrischen Ofen die in den Flecken beobachteten Abweichungen vom gewöhnlichen Spektrum nachahmen lassen. Die in den Flecken verstärkten Linien werden nämlich im elektrischen Ofen stärker, wenn man von großer zu geringer Stromstärke übergeht; die in den Sonnenflecken geschwächten Linien verschwinden hierbei ganz. Man kann aus diesen Versuchen auf eine niedrigere Temperatur der Flecke schließen. In dem Fleckenspektrum sind ferner die Bandenspektra des Magnesiumhydrids, des Titanoxyds, des Kalziumhydrids nachgewiesen worden; auch konnte die gelbe Heliumlinie D_3 als Absorptionslinie beobachtet werden, während sie sonst auf der Sonne nur als Emissionslinie bekannt ist. In den Spektren der Fackeln sind die Emissionslinien des Wasserstoffs und des Kalziums sichtbar; ja meist erscheinen die dem Kalzium angehörenden Linien H und K sogar doppelt umgekehrt, d. h. die helle Linie ist in ihrer Mitte durch einen dunklen Raum in zwei Teile zerlegt (s. Fig. 137). In den Sonnenflecken sowohl als auch in den Fackeln sieht man häufig einige Spektrallinien merkwürdige Gestalten annehmen, woraus man nach dem Dopplerschen Prinzip auf starke Bewegungen in diesen Gebilden schließen muß.

Vollkommen verschieden vom Spektrum des Sonnenkörpers sind die Spektra der Umgebung der Sonne; hier findet man fast ausschließlich Emissionsspektra, und zwar hauptsächlich solche leuchtender Gase. Ein Teil dieser Erscheinungen ist dem Leser bereits bei der Besprechung der Protuberanzen bekannt geworden, und es ist dort auch schon erwähnt, daß der Hauptbestandteil jener leuchtenden Gasmassen Wasserstoff ist. Wenn dies nun auch der gewöhnlichste Fall ist, so hat man doch nach einer längeren Beobachtung dieser Protuberanzen gefunden, daß neben Wasserstoff fast

immer noch Kalzium, häufig auch Helium, in den selteneren, sogenannten metallischen Protuberanzen außerdem noch die Elemente Eisen, Titan, Magnesium, Skandium, Strontium, Aluminium vorkommen.

Von dem Spektrum der Protuberanzen ist das der oberen Schichten der Chromosphäre, welche man gleichzeitig mit den Protuberanzen beobachten kann, kaum verschieden; nur sind hier noch häufiger Metallinien sichtbar, welche dann in den unteren Schichten der Chromosphäre vorherrschen. Diese unteren Schichten hat man früher nur bei totalen Sonnenfinsternissen beobachtet, und da auch nur in den wenigen Sekunden kurz vor und kurz nach der Totalität, wo die Photosphäre durch den Mond bedeckt ist und der letzte bzw. erste Lichtstrahl gewissermaßen blitzartig aufzuleuchten scheint (*Flash-Spektrum*) (s. Fig. 132). Bei der Sonnenfinsternis vom 17. April 1912 zeigte es sich aber, daß man dieses Spektrum auch bei größeren partiellen Finsternissen mit Hilfe von Spaltspektrographen genügender Dispersion sowohl vor als nach der größten Phase, im ganzen etwa 30 Minuten lang, beobachten

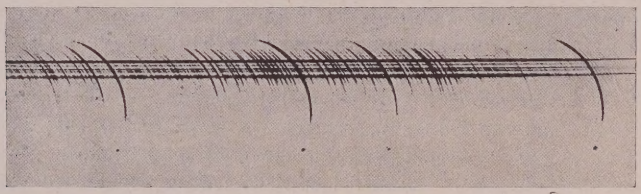


Fig. 132. Flash-Spektrum.

kann, und zwar an den Hörnerspitzen. Hale ist es sogar geglückt, unter Anwendung der sehr großen Apparate des Mount Wilson-Observatoriums das Chromosphärenspektrum außerhalb der Sonnenfinsternisse zu jeder Tageszeit zu beobachten.

Die großen Fortschritte in der Kenntnis dieses höchst interessanten Spektrums sind auch hier erst durch die Einführung der photographischen Beobachtungsmethoden in den letzten Jahren des vorigen Jahrhunderts ermöglicht worden. Man hat so nachweisen können, daß eine sehr große Anzahl der Fraunhoferschen Linien in diesen Schichten als Emissionslinien auftritt von denselben Wellenlängen wie erstere. Fast sämtliche chemischen Elemente ließen sich erkennen, so besonders Aluminium, Barium, Kalzium, Kohle, Kobalt, Chrom, Eisen, Wasserstoff, Helium, Magnesium, Mangan, Natrium, Nickel, Skandium, Silizium, Strontium, Titan, Vanadium, Yttrium, Zirkon. Die einzelnen Elemente sind bis zu verschiedenen Höhen in der Chromosphäre sichtbar, Kalzium, Wasserstoff, Helium z. B. durch die ganze Chromosphäre hindurch, Mangan und Kohlenstoff nur in der etwa 600 km über der Photosphäre liegenden Schicht (*Umkehrende Schicht*). Häufig

ist die Verteilung der Elemente an den verschiedenen Stellen des Sonnenrandes verschieden. Bisher konnten nicht alle Fraunhoferschen Linien im Chromosphärenspektrum gefunden werden, ferner weichen die Intensitäten dieser Chromosphärenlinien sehr häufig von denen des Fraunhoferschen Spektrums ab. Diese Intensitätsdifferenzen rühren daher, daß die Absorptionslinien nicht durch die unterste Schicht allein, sondern auch noch mit durch höhere Schichten erzeugt werden, so daß die Bezeichnung *umkehrende Schicht*, welche man für diese untersten Teile der Chromosphäre früher eingeführt hatte, nicht ganz gerechtfertigt ist. Sehr umfangreiche Verzeichnisse der Chromosphärenlinien haben unter andern S. A. Mitchell und W. S. Adams veröffentlicht.

Die äußeren Teile der Korona zeigen, wenn auch nur schwach, die Fraunhoferschen Linien des gewöhnlichen Sonnenspektrums, ein weiterer Beweis dafür, daß reflektiertes Sonnenlicht in der äußeren Korona vorhanden ist. In tieferen Schichten verschwinden sie aber mehr und mehr, und die eigentliche innere Korona sendet nur kontinuierliches Licht wie ein glühender Körper aus. Das Intensitätsmaximum des Spektrums dieses Lichtes scheint aber weiter nach Rot hin zu liegen, als das des Sonnenspektrums selbst. Die innere Korona würde demnach eine niedrigere Temperatur als die Sonne haben. Neben dem kontinuierlichen tritt aber noch ein sehr charakteristisches, aus Emissionslinien bestehendes Spektrum auf, über dessen Ursprung man auch heute noch völlig im unklaren ist. In der folgenden Tabelle sind die stärkeren Koronalinien angegeben.

λ	Intensität	λ	Intensität
3359	schwach	3986.9	stark
3388	sehr stark	4086.0	stark
3455	stark	4231.4	stark
3601.3	stark	4359	schwach
3641.4	schwach	4567	schwach
3643.0	schwach	5303.1	sehr stark
3801.0	schwach	6374.2	stark

Cortie fand außerdem auf einer Aufnahme der Finsternis vom August 1914 neben bekannten Koronalinien noch im roten Teile des Spektrums eine Gruppe von Linien, die einem Bandenspektrum anzugehören scheinen. Fast jede Finsternis bringt Koronalinien zum Vorschein, die früher nicht dagewesen zu sein scheinen, während früher dagewesene fehlen. Selbst die grüne Linie λ 5303, die am längsten bekannt und bei fast allen Finsternissen sichtbar gewesen ist, bietet ähnliche Unregelmäßigkeiten dar. Beispielsweise konnte sie bei der Finsternis vom 21. August 1914 von den meisten Beobachtern gar nicht oder nur ganz schwach gesehen werden, während einige Beobachter sie ziemlich stark fanden. Man muß also wohl annehmen, daß die das Koronaspektrum erzeugende Materie weder immer in gleicher Menge, noch in gleich-

mäßiger Verteilung in der Korona vorhanden ist. Das wechselnde Verhalten wenigstens der Linie λ 5303 scheint nun in Zusammenhang mit der Protuberanzenhäufigkeit zu stehen, die selbst wieder parallel mit der Sonnenfleckenhäufigkeit verläuft. Zu Zeiten nämlich, wo die Protuberanzen am häufigsten und in größter Ausdehnung vorkommen, ist die grüne Koronalinie stark und bis in große Höhen wahrnehmbar, während sie in den Zeiten eines Protuberanzenminimums schwach ist oder sogar fehlt. Nimmt man hinzu, daß mehrfach (z. B. von Campbell im Jahre 1918) beobachtet wurde, daß Bogen von Koronamaterie die hauptsächlichsten Protuberanzen überlagern, so ist wohl nicht daran zu zweifeln, daß die Koronastruktur durch eben dieselben Kräfte stark beeinflußt wird, welche auch die Protuberanzen erzeugen.

Übrigens scheinen die verschiedenen Koronalinien nicht ein und demselben Element anzugehören, da die monochromatischen Abbilder der Korona je nach der benutzten Linie verschieden sind.

Eine besonders interessante Beobachtung ist Furuhjelm bei der Finsternis 1914 geglückt. Die grüne Koronalinie zeigt nämlich auf seinen Aufnahmen eine ausgeprägte Zickzackform mit wechselweise gegen Rot und Violett gerichteten Ecken. Die Verzerrungen gleichen völlig denen, die man so häufig bei Protuberanzlinien sieht. Deutet man sie in gleicher Weise wie bei letzteren auf Grund des Dopplerschen Prinzips, indem man annimmt, daß die Koronagase heftige Bewegungen ausführen, so resultieren Geschwindigkeiten in der Gesichtslinie zwischen -49 km und $+78$ km, ja an einer Stelle sogar eine solche von $+200$ km. Das schon früher beobachtete verwaschene und unsymmetrische Aussehen der Linie λ 5303 weist gleichfalls auf starke Bewegungen innerhalb der Koronagase hin.

Versuche, die Bewegung der Korona selbst auf spektrographischem Wege zu bestimmen, sind von Campbell (1898) und Bosler (1914) gemacht worden. Es ergab sich, daß die Korona in derselben Richtung wie die Sonne selbst rotiert, aber mit einer höheren, 3 bis 4 km betragenden Geschwindigkeit. Doch sind die Ergebnisse wohl erst noch als vorläufig anzusehen.

Was die innere Korona eigentlich ist, weiß man noch nicht. Daß sie aber nicht aus festen Partikeln bestehen kann, ist wegen ihrer unmittelbaren Nachbarschaft zur Sonne mit ihrer hohen Temperatur wohl als sicher anzunehmen. Fabry hält sie, anknüpfend an Untersuchungen von Rayleigh, für Sonnenlicht, das durch die Moleküle der Sonnengase zerstreut wird, genau so, wie das blaue Licht des Himmels Sonnenlicht ist, das durch die Luftmoleküle der Erdatmosphäre zerstreut worden ist. Gewiß spricht viel für die Richtigkeit dieses Erklärungsversuches, aber es sind doch noch spektralphotometrische Untersuchungen nötig, ehe man ihn als richtig annehmen kann.

7. Die Chromosphäre.

In den vorhergehenden Abschnitten haben wir zwei verschiedene Schichten auf der Sonne kennen gelernt, die Photosphäre und die Chromosphäre. Jene bildet die uns sichtbare Oberfläche der Sonne, auf der sich die Flecke und die Fackeln bewegen, diese erscheint uns als eine darüber befindliche, aus glühenden Gasen bestehende Atmosphäre, aus der die Protuberanzen hervorragen, und der die dunklen Fraunhoferschen Linien im Sonnenspektrum ihre Entstehung verdanken. Die Photosphäre war der Beobachtung, wie wir gesehen haben, jederzeit in ihrer ganzen Ausdehnung zugänglich, die Chromosphäre dagegen bis vor etwa drei Jahrzehnten nur bei totalen Sonnenfinsternissen oder im Spektroskop als schmaler leuchtender Ring um die Sonne. Auf der Sonnenscheibe selbst projiziert sie sich auf die Photosphäre und kann von dieser durch die direkte Beobachtung oder die gewöhnlichen photographischen Aufnahmen nicht unterschieden werden. Ein tieferer Einblick in ihre Konstitution konnte daher erst erlangt werden, als es der von Hale und Deslandres konstruierte Spektroheliograph ermöglichte, sie auch auf der Sonnenscheibe in monochromatischen Bildern jederzeit photographisch aufzunehmen.

Wir haben oben gesehen, daß die Konstruktion des Spektroheliographen durch den Wunsch veranlaßt worden war, die sämtlichen am Sonnenrande befindlichen Protuberanzen auf einer einzigen Aufnahme photographisch festzuhalten, und wir zeigten, daß der Apparat diese Aufgabe in vorzüglicher Weise löst. Aber viel interessanter und weit überraschender waren die Resultate, die sich ergaben, als dasselbe Instrument auf die Sonnenscheibe selbst, die bei den Aufnahmen der Protuberanzen abgeblendet werden mußte, angewendet wurde. Die Figuren 133 und 135 zeigen solche von Hale mit einem Spektroheliographen im Lichte der Kalziumlinien *K* bzw. *H* erhaltene monochromatische Aufnahmen der Sonne, die erstere auf der Yerkes-Sternwarte, die andere auf dem Mount Wilson-Observatorium hergestellt. Auf diesen Bildern sind die hellen, gewaltige Flächen bedeckenden Fackeln mitten auf der Scheibe genau so deutlich zu sehen als am Rande, während die gewöhnlichen Sonnenaufnahmen, wie wir früher sahen, die Fackeln nur in der Nähe des Randes erkennen lassen. Die monochromatischen Aufnahmen zeigen aber noch mehr. Die ganze Sonnenscheibe ist bedeckt mit einem unentwirrbaren Netze feiner Lichtadern, zwischen denen sich mehr oder weniger dunkle Stellen befinden. Es kann keinem Zweifel unterliegen, daß wir hier dieselbe Erscheinung vor uns haben, die wir oben an der Hand der direkten Beobachtung am Fernrohre als Granulation beschrieben haben, nur mit dem Unterschiede, daß die Aufnahme mit dem Spektroheliographen ausschließlich diejenigen Teile wiedergibt, welche Kalziumlicht enthalten. Die Ähnlichkeit mit dem Aussehen der Granulation ist noch viel auffallender, wenn

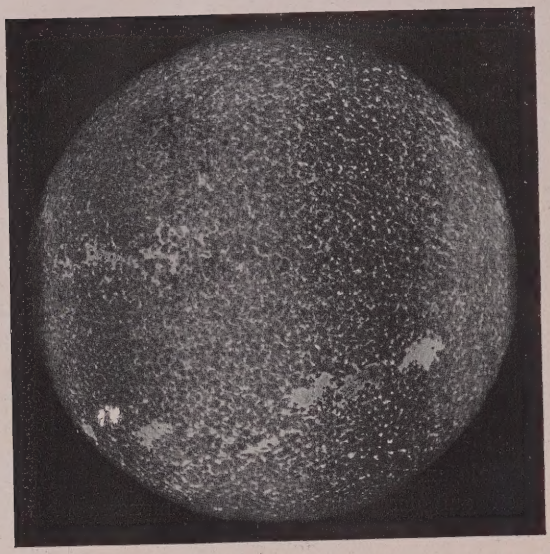


Fig. 133. Aufnahme der Sonne im Lichte der K-Linie.

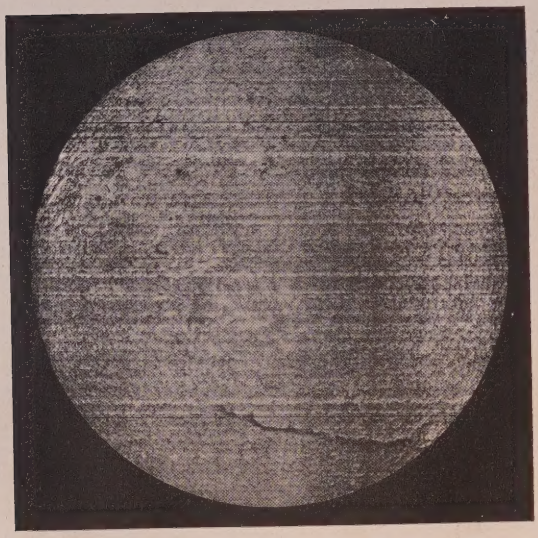


Fig. 134. Aufnahme der Sonne im Lichte der C-Linie.

die Photographien so stark vergrößert werden, daß sie den Maßstab der Fig. 115 oder 116 erreichen. Messungen, die Hale auf seinen besten Photographien ausgeführt hat, zeigen, daß auch die Dimensionen der kleinsten Kalziumwölkchen genau den oben für die Körnerelemente der Granulation angegebenen Größen entsprechen.

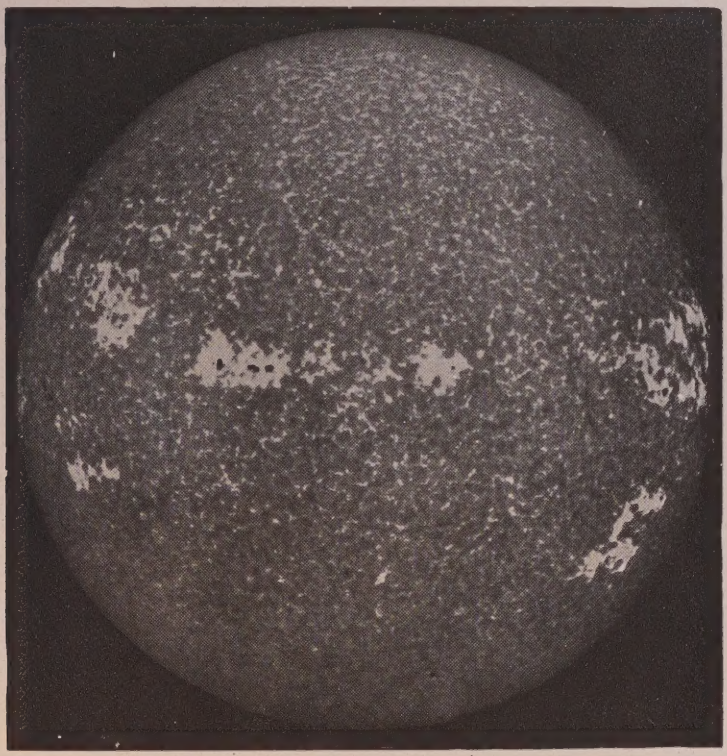


Fig. 135. Aufnahme der Sonne mit der Kalziumlinie *H*.

Im vorangehenden sind die großen hellen, wolkenartigen Gebilde, die die Aufnahmen mit dem Spektroheliographen zeigen, der Kürze wegen noch als „Fackeln" bezeichnet worden. Dies ist aber nicht streng richtig, denn erstens bestehen die Fackeln, wie sie uns im Fernrohre oder auf der Photographie erscheinen, aus den Dämpfen der verschiedensten Elemente, während der Spektroheliograph die betreffenden Objekte ausschließlich im Lichte eines einzigen Elements, z. B. des Kalziums, abbildet. Ferner ist aber auch, wie wir weiter unten sehen werden, das Niveau, in welchem sich die Fackeln befinden, nicht dasselbe wie das der im Spektroheliographen

photographierten Gebilde. Hale hat deshalb, um diesen Unterschied auch schon im Namen zum Ausdruck zu bringen, für die durch den Spektroheliographen abgebildeten Objekte die Bezeichnung *flocculi* (*Flocken*) vorgeschlagen.

Die großen, fackelähnlichen Flocken folgen ebenfalls der Periodizität der Flecke usw. und verschwinden daher zeitweise auch ganz, während die

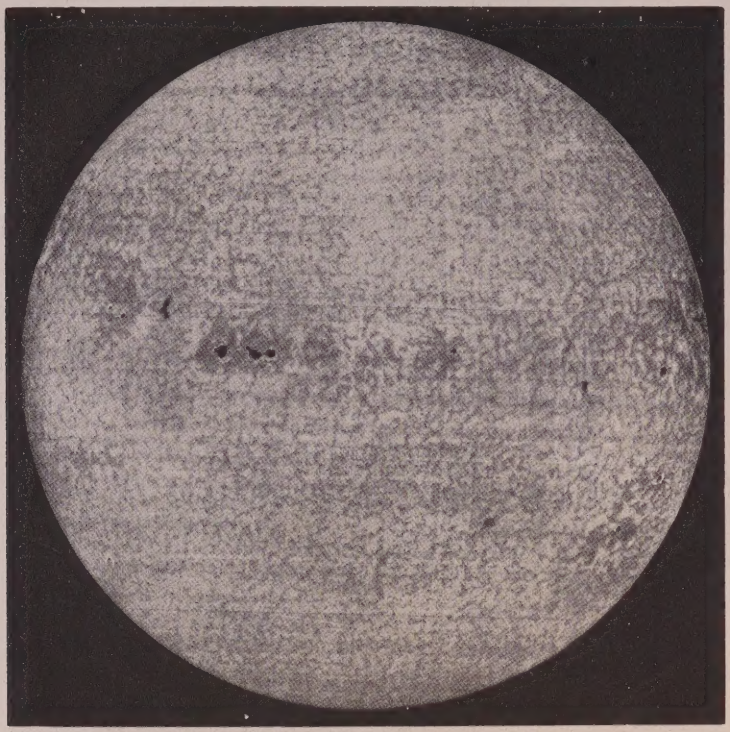


Fig. 136. Aufnahme der Sonne mit der Wasserstofflinie $H\delta$.

kleinen, über die ganze Sonne verbreiteten Flocken während der ganzen Sonnenfleckenperiode ohne merkliche Schwankungen bestehen bleiben und demnach einen permanenten Charakter der Chromosphäre bilden. Diese beiden Arten von Flocken sind somit ihrem Wesen nach zweifellos voneinander verschieden, und es wäre deshalb vielleicht empfehlenswerter, einem Vorschlage von Deslandres entsprechend, die Bezeichnung „Flocken" (flocculi) nur auf die kleinen, granulationsähnlichen Gebilde anzuwenden, für die großen, fackelähnlichen Objekte dagegen, trotz der oben hervorgehobenen Unterschiede, ruhig die Bezeichnung „Fackeln" (Deslandres nennt sie plages faculaires) beizubehalten.

Bereits oben (S. 263) wurde erwähnt, daß der Spektroheliograph die Aufnahmen der Flocken nicht nur mit den Kalziumlinien, sondern auch mit jeder beliebigen anderen Fraunhoferschen Linie auszuführen gestattet. Besonders interessante Resultate haben dabei die Abbildungen mit den Wasserstofflinien ergeben. Auf ihnen erscheinen die großen Flocken nicht hell, wie auf den Kalziumbildern, sondern dunkel; allerdings nicht durchweg, vielmehr kommen auch helle Wasserstoff-Flocken vor, und es finden sich mitunter, besonders in der Nähe von Sonnenflecken, helle und dunkle Flocken unmittelbar nebeneinander.

Fig. 135 und 136 geben zwei Aufnahmen der Sonne, die Hale am 22. Juli 1906 unmittelbar nacheinander angefertigt hat. Die erstere ist mit der Kalziumlinie H, die andere mit der Wasserstofflinie $H\delta$[1]) erhalten. Die Bilder lassen den typischen Unterschied zwischen den mit den verschiedenen Spektrallinien ausgeführten Aufnahmen sehr deutlich erkennen. Auch Fig. 134 zeigt eine Aufnahme von Hale mit einer Wasserstofflinie, aber nicht mit $H\delta$, sondern mit der roten, der C-Linie ($H\alpha$). Besonders interessant ist auf dieser Abbildung die dunkle Flocke, deren Länge fast gleich dem Sonnenradius ist. Wir werden auf diese interessanten Gebilde späterhin noch näher eingehen. Einige andere wichtige Ergebnisse der Aufnahmen mit den Wasserstofflinien haben wir bereits bei der Besprechung der Sonnenscheibe kennen gelernt.

Die ersten Aufnahmen mit dem Spektroheliographen wurden fast ausschließlich im Lichte der K-Linie ausgeführt. Diese Linie war auch in der Tat für diesen Zweck ganz besonders geeignet, da sie in dem Spektrum der Sonne ungewöhnlich breit und dunkel auftritt und in ihrer Mitte fast auf der ganzen Sonnenscheibe eine verhältnismäßig intensive Umkehrung zeigt, d. h. eine helle Emissionslinie, deren Licht eben zur Herstellung der Photographie benutzt wird. Bei genügend starker Dispersion kann man aber in der Mitte der hellen Linie wiederum eine schmale, dunkle Linie, also eine doppelte Umkehrung erkennen, so daß somit die K-Linie im Spektrum der Sonnenscheibe den in Fig. 137 in schematischer Darstellung wiedergegebenen Anblick darbietet. Um die einzelnen Teile unzweideutig unterscheiden zu können, bezeichnet man nach Hales Vorschlag die breite dunkle Linie mit K_1, die helle Emissionslinie mit K_2 und die innerste schmale Absorptionslinie mit K_3. Die Erscheinung der Umkehrung und der doppelten Umkehrung wird übrigens nicht nur an der K-Linie, sondern ebenso auch an anderen Linien, wenn auch zum Teil weniger häufig und weniger deutlich, beobachtet.

Fig. 137.

[1]) Es ist allgemein üblich, die dem Wasserstoff zugehörenden Spektrallinien durch das chemische Zeichen dieses Elements (H) mit einem daneben gesetzten griechischen Buchstaben (Zahlzeichen) zu bezeichnen. Nähere Angaben über die einzelnen Linien und ihre Wellenlängen finden sich in dem Abschnitt „Physische Beschaffenheit der Sterne".

Die drei Komponenten der K-Linie lassen sich ungezwungen durch drei übereinander liegende Schichten von Kalziumdampf mit abnehmender Dichte erklären. Die dunkle Linie K_1 verdankt ihren Ursprung der Absorption des kontinuierlichen Photosphärenlichtes in dem sehr dichten Kalziumdampf der umkehrenden Schicht; K_2 entsteht durch die Emission des Kalziums der mittleren Schichten der Chromosphäre und die feine dunkle Linie K_3 durch die Absorption in den höheren chromosphärischen Regionen. Nach dieser Anschauung, die gegenwärtig wohl allgemein als richtig anerkannt wird, bietet sich also die Möglichkeit, durch Benutzung der einzelnen Teile der Linie drei verschiedene Schichten der Chromosphäre in monochromatischen Bildern photographisch zu fixieren. Es ist dazu nur erforderlich, den zweiten Spalt des Spektroheliographen so eng zu machen, daß er gerade nur den Teil der K-Linie einschließt, in dessen Licht das Bild aufgenommen werden soll. Dieses Verfahren, um dessen Ausbildung sich Hale und besonders Deslandres verdient gemacht haben, hat sich als außerordentlich fruchtbringend erwiesen.

Die Aufnahmen mit K_1 (oder einer beliebigen anderen Fraunhoferschen Linie) repräsentieren die umkehrende Schicht, d. h. die untersten Teile der Chromosphäre; sie gleichen sehr nahe den gewöhnlichen Sonnenaufnahmen, von denen die Figuren 115 und 117 Beispiele sind. Ebenso wie auf diesen sind auch auf den K_1-Bildern die Sonnenflecke mit Umbra und Penumbra deutlich zu erkennen. Die großen, fackelähnlichen Flocken sind hell, aber nicht so ausgedehnt, wie auf den K_2-Bildern; sie sind aber, im Gegensatz zu den gewöhnlichen Sonnenphotographien, auf der Mitte der Sonnenscheibe genau so gut oder noch besser zu sehen als am Rande. Die K_2-Bilder geben die mittlere Chromosphäre wieder, als ob die Photosphäre weggenommen wäre. Die großen Fackelflächen sind auf ihnen viel ausgedehnter und überdecken häufig zum Teil die Flecke. Die Figuren 133 und 135 sind Beispiele solcher Bilder, die erste mit K_2, die andere mit der ebenfalls dem Kalzium angehörenden Linie H_2 aufgenommen. Beide Bilder entsprechen übrigens nicht reinen K_2-(bzw. H_2-)Bildern, da sie nicht mit einer einzelnen Komponente von K_2, sondern mit der ganzen K_2-Linie ausgeführt sind, so daß bei ihnen auch noch das Licht von K_3 mitgewirkt hat. Da aber K_2 sehr viel heller ist als K_3, so spricht die letztere Linie kaum merklich mit, und der Unterschied solcher Aufnahmen gegen reine K_2-Bilder ist äußerst gering. Die Reinheit der Bilder ist in voller Strenge überhaupt nicht zu erreichen, da die Breite der einzelnen Linienteile an verschiedenen Stellen der Sonnenscheibe etwas variiert und auch Verzerrungen der Linie auftreten, wodurch andere Teile von ihr in den zweiten Spalt des Spektroheliographen gebracht werden.

Den interessantesten Anblick gewähren aber die mit K_3 erhaltenen Aufnahmen. Die Fackelflächen sind auf ihnen noch ausgedehnter als auf den K_2-Bildern und verdecken die Flecke fast ganz, so daß diese kaum noch

zu sehen sind (Fig. 138). Dafür treten aber als ganz neue Objekte zahlreiche lange, schwarze Linien auf, welche Deslandres als „filaments“ (Fasern) bezeichnet. Sie bilden mit einer anderen Art von Linien, die Deslandres „alignements“ nennt, ein großmaschiges Netz, das die ganze Sonne bedeckt. Die „alignements“ erscheinen fast nur auf den Kalziumbildern, sind aber sehr fein und zart und daher auf der Wiedergabe der Photographien schwer oder gar nicht zu erkennen. Eine besonders große Faser haben wir bereits oben auf der Fig. 134 kennen gelernt, die mit der Wasserstofflinie $H\alpha$ (C) aufgenommen ist. Auf den Wasserstoffbildern treten nämlich die Fasern ganz besonders schön hervor, weil auf ihnen die hellen Fackelflächen weniger entwickelt sind. Fig. 134 ist mit dem Lichte der ganzen Linie erhalten, gibt also sowohl die mittlere als auch die höchste Schicht der Chromosphäre; Fig. 139 ist nur mit der Mitte der *C*-Linie aufgenommen und repräsentiert daher ausschließlich die oberste Wasserstoffschicht der Chromosphäre, in der, wie man sieht, die Fasern die überwiegende Rolle spielen. Interessant ist es, die beiden Bilder Fig. 138 und 139 miteinander zu vergleichen. Sie sind beide von Deslandres am 21. März 1910, nur wenige Minuten nach einander, aufgenommen, das erste mit K_3, das zweite mit der Mitte von $H\alpha$ (C_3). Man findet auf beiden Bildern dieselben Objekte, erkennt aber zugleich den großen Unterschied zwischen den Kalzium- und den Wasserstoffbildern.

Die „filaments“ stehen unzweifelhaft in unmittelbarem Zusammenhange mit den Protuberanzen; so ist z. B. die größte auf den Fig. 138 und 139 abgebildete Faser nach Messungen von Slocum identisch mit einer großen Protuberanz, die er am 17. März 1910 am Ostrande der Sonne photographiert hat, und die in dem ersten Bilde der Fig. 125 wiedergegeben ist. Hale und Evershed halten die Fasern direkt für Projektionen von Protuberanzen auf die Sonnenscheibe, während Deslandres der Meinung ist, daß die Protuberanzen nicht auf den schwarzen „filaments“, sondern daneben auf den hellen Partien der Sonnenscheibe angeordnet sind.

Die Beobachtungen mit dem Spektroheliographen haben uns also nacheinander drei verschiedene Schichten der Chromosphäre enthüllt, und wenn wir die Photosphäre noch mit hinzunehmen, so haben wir im Ganzen sogar vier den eigentlichen Sonnenkern umgebende Schichten kennen gelernt. Es wäre aber irrig, wenn man sich diese Schichten etwa als scharf voneinander getrennt und konzentrisch übereinander gelagert vorstellen wollte. Vielmehr findet ohne Zweifel ein ganz allmählicher Übergang von der Photosphäre bis zur höchsten Schicht der Chromosphäre statt, und die einzelnen Schichten mögen sich an verschiedenen Stellen der Sonnenscheibe auch in verschiedenen Höhen über der Photosphäre befinden.

Nur drei Jahrzehnte sind seit der Konstruktion des ersten Spektroheliographen verflossen, und überraschend groß ist die Fülle wertvoller Resultate, die er bereits zutage gefördert hat. Es ist uns in der Tat in diesem

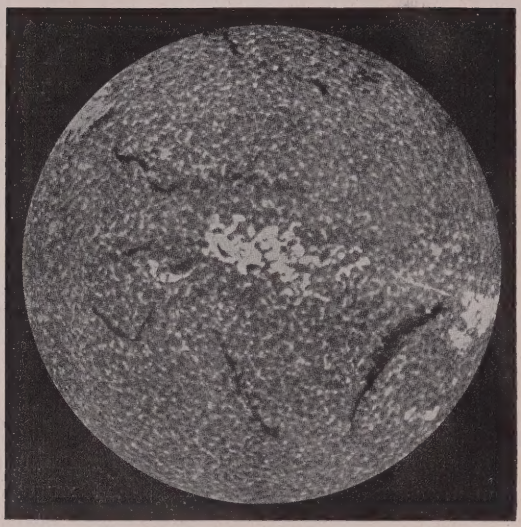


Fig. 138. Aufnahme der Sonne im Lichte der K_3-Linie.

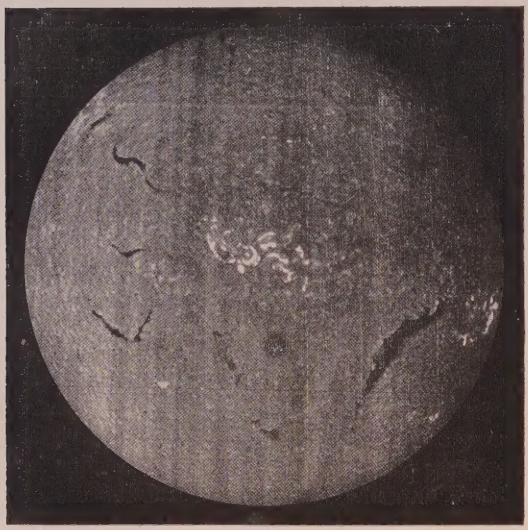


Fig. 139. Aufnahme der Sonne im Lichte der C_3-Linie.

Apparat ein Hilfsmittel gegeben, die „meteorologischen" Verhältnisse in der Sonnenatmosphäre für die verschiedenen Stoffe sowie in verschiedenen Schichten zu studieren. Aus den verschiedenen Intensitäten der Linien gewinnt man Aufschlüsse über die Tiefen, aus denen ihr Licht zu uns dringt. Man vermag aus den Linienverschiebungen die Strömungsverhältnisse der verschiedenen Stoffe und die Druckverhältnisse, unter denen sie sich befinden, gesondert zu untersuchen. So darf man hoffen, daß der Spektroheliograph auch weiterhin sich als ein leistungsfähiges Hilfsmittel der Sonnenbeobachtung bewähren und noch zur Lösung mancher Rätsel beitragen wird, deren ja auf dem Gebiete der Sonnenphysik noch viele der Erforschung harren.

8. Rotationsgesetz der Sonne.

Daß die Sonne um ihre Achse rotiert, haben, wie wir sahen, schon die ersten Beobachter der Sonnenflecke erkannt. Bereits Chr. Scheiner bemerkte, daß die Bahnen, welche die Flecke auf der Sonnenscheibe zu beschreiben

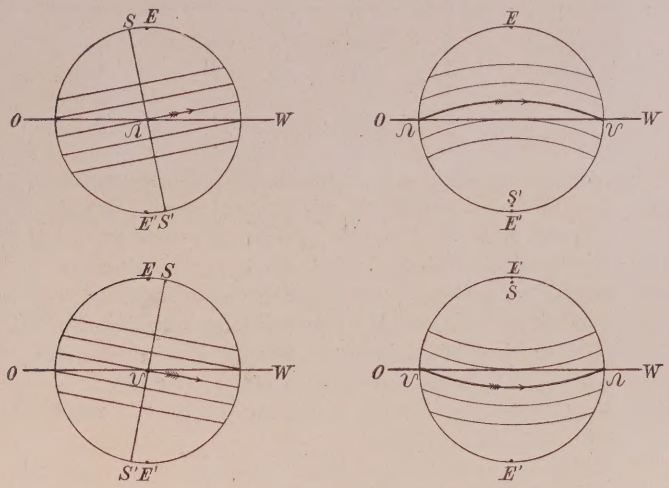


Fig. 140.

scheinen, nicht immer geradlinig sind. Dies rührt daher, daß der Äquator der Sonne nicht parallel zur Ekliptik ist, sondern einen Winkel von etwa 7° mit ihr bildet.

Fig. 140 zeigt die Lagen, welche die Rotationsachse der Sonne in den verschiedenen Jahreszeiten[1]) zur Ekliptik einnimmt, und die sich daraus

[1]) Die Darstellungen gelten der Reihe nach für Dez. 6, März 6, Juni 5, Sept. 5. E, E' sind die Pole der Ekliptik, S, S' die der Sonne.

ergebenden Formen der scheinbaren Fleckenbahnen. Aus den Bewegungen der Flecke lassen sich die Rotationselemente der Sonne, d. h. die Neigung der Achse gegen die Achse der Ekliptik, die Länge des aufsteigenden Knotens, sowie die Dauer der Rotation bestimmen. Bereits Chr. Scheiner hatte eine solche Berechnung durchgeführt und die Neigung zu $7\frac{1}{2}^0$, die Knotenlänge zu $69\frac{1}{2}^0$ und die Rotationsdauer zu $25\frac{1}{2}$ Tagen gefunden. Wie die folgende Zusammenstellung zeigt, kommen diese Zahlen den heute angenommenen Werten bereits sehr nahe. Genaue Bestimmungen der Elemente rühren von Carrington, Spörer und Wilsing her, von denen die beiden ersten die allgemeinste Annahme gefunden haben. Neuerdings haben dann noch Dyson und Maunder aus photographischen Aufnahmen, die in Greenwich sowie in Dehra Dûn (Indien) und an anderen Orten in den Jahren 1874—1911 hergestellt worden sind, Knotenlänge und Neigung des Sonnenäquators abgeleitet.

Beobachter	Knotenlänge auf 1900 reduziert	Neigung	Rotationsdauer
	o		d
Chr. Scheiner	73.4	7°30′	25.5
Carrington	74.37	7 15	25.38
Spörer	75.07	6 58	25.23
Wilsing	76.03	7 10	25.17
Dyson u. Maunder	74.60	7 11	—

Die Differenzen zwischen den einzelnen Bestimmungen sind nicht unerheblich. Dies wird aber erklärlich, wenn man bedenkt, daß die Sonnenflecke keine festen, unveränderlichen Gebilde sind und außerdem häufig noch eigene Bewegungen ausführen, welche nicht von der Rotation der Sonne herrühren und daher die Berechnung der Elemente verfälschen. Die angegebene Rotationszeit ist die wahre oder *siderische*. Die *synodische* Umdrehungszeit oder die Zeit, nach welcher ein Fleck, von der Erde aus gesehen, wieder an derselben Stelle der Sonnenoberfläche erscheint, ist wegen der mit der Rotationsbewegung gleichgerichteten Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne etwa zwei Tage größer.

Die sorgfältigen Beobachtungen Chr. Scheiners ließen erkennen, daß die Rotationszeit der Flecke je nach dem größeren oder kleineren Abstand der Flecke vom Äquator größer oder kleiner ist. Die zahlreichen Messungen, welche Carrington (1853—1861) und Spörer (1861—1894) über Örter und Bewegungen der Sonnenflecke angestellt haben, bestätigten diese mehrfach angezweifelte Beobachtung durchaus und führten demnach zu dem merkwürdigen Resultat, daß die Rotationsdauer der sichtbaren Oberfläche der Sonne nicht für alle Teile dieselbe ist. Während die Periode für Flecke in der Nähe des Sonnenäquators etwa 25 Tage beträgt, ergibt sie sich in 35° Breite bereits zu 27 Tagen. Wir können daher für die Sonne nicht, wie für

die Erde und andere Planeten, die uns eine feste, starre Oberfläche zeigen, eine ganz bestimmte Rotationszeit angeben. Über die Abhängigkeit der Umdrehungszeit von der heliographischen Breite der Flecke sind vielfach Untersuchungen angestellt worden, zuletzt von Maunder, welcher die in Greenwich in den Jahren 1879—1901 ausgeführten Beobachtungen von Sonnenflecken dazu verwertet hat. In der folgenden Tabelle geben wir eine Übersicht über die von ihm, sowie die früher von Carrington und von Spörer für die Rotationszeit der Sonne in verschiedenen Breiten gefundenen Zahlen.

Breite	Carrington	Spörer	Maunder
	d	d	d
0°	25.0	25.1	24.9
5	25.0	25.1	24.9
10	25.2	25.2	25.0
15	25.4	25.4	25.2
20	25.7	25.7	25.4
25	26.1	26.1	25.6
30	26.5	26.5	25.9
35	26.9	27.1	26.2

Zu beachten ist aber, daß dies nur Durchschnittswerte sind, von denen die einzelnen Flecke sehr erhebliche Abweichungen zeigen können.

Leider läßt sich diese Untersuchung mit Hilfe der Flecke nicht auf höhere Breiten ausdehnen, da, wie bereits oben erwähnt wurde, Flecke dort überhaupt nicht oder nur sehr selten auftreten. Es gibt nun aber eine andere Methode, die Sonnenrotation zu bestimmen, welche von einer solchen Beschränkung frei ist. Infolge der Rotation der Sonne bewegt sich nämlich der östliche Sonnenrand auf uns zu, der westliche von uns fort, und die erwähnte Methode beruht darauf, daß man nach dem Dopplerschen Prinzip mittels des Spektroskops die Differenzen der Radialgeschwindigkeiten am östlichen und am westlichen Sonnenrande an verschiedenen Stellen mißt. In umfangreichem Maße hat zuerst Dunér (1887—1889) in Lund solche Messungen angestellt, die er später (1899—1901) in Upsala fortgesetzt hat. Außer ihm haben namentlich Halm, Storey und Wilson in Edinburg, Plaskett und De Lury in Ottawa und Adams auf dem Mount Wilson-Observatorium derartige Untersuchungen ausgeführt. Diese Messungen lassen ebenfalls, wie die weiter unten folgende Zusammenstellung zeigt, aufs deutlichste die Zunahme der Rotationsdauer in den höheren Breiten erkennen.

Adams, der bei seinen Messungen über 20 Linien des Sonnenspektrums benutzte, die dem Eisen, Titan, Mangan und anderen Elementen angehören, machte dabei die merkwürdige Wahrnehmung, daß die verschiedenen Elementen angehörenden Linien nicht genau die gleichen Rotationszeiten er-

geben[1]). Um dies zu erklären, nimmt er an, daß die Linien in verschiedenen Höhenschichten der Sonnenatmosphäre entstehen, und daß diesen verschiedenen Höhenschichten nicht die gleiche Rotationsgeschwindigkeit eigen ist. Besonders interessant sind die aus den Verschiebungen der Wasserstofflinie $H\alpha$ abgeleiteten Resultate. Es zeigte sich, daß die Gasmassen, denen diese Linie ihre Entstehung verdankt, eine beträchtlich größere Rotationsgeschwindigkeit besitzen, als diejenigen Teile der umkehrenden Schicht, welche die übrigen von Adams benutzten Linien erzeugen. Aus den Messungen der $H\alpha$-Linie folgte nämlich für den Sonnenäquator eine um $0^d.8$ kürzere Rotationszeit, und die Zunahme der Rotationszeit für höhere Breiten nach den Messungen der $H\alpha$-Linie scheint nur ganz gering zu sein. Die die $H\alpha$-Linie erzeugenden Wasserstoffgase dürften also nach Adams sehr hoch über der eigentlichen umkehrenden Schicht liegen. Diese Annahme findet eine Bestätigung in dem Verhalten der Wasserstoff-Flocken im Vergleich zu den Kalzium-Flocken. Hale hat aus den auf dem Mount Wilson-Observatorium hergestellten Aufnahmen der Kalzium-Flocken und der im Lichte der $H\alpha$-Linie aufgenommenen Wasserstoff-Flocken für die Rotationszeit der Sonne folgende Zahlen ermittelt:

Breite	Rotationszeit aus den	
	Kalzium-Flocken	Wasserstoff-Flocken
0°	$25^d.0$	$25^d.2$
5	25.0	25.1
10	25.1	24.9
15	25.2	24.7
20	25.2	24.6
25	25.4	24.5
30	25.8	24.3
35	25.6	24.4
40	25.9	24.8

Die Kalzium-Flocken verraten also ebenfalls eine Zunahme der Rotationsdauer in höheren Breiten, wenn auch in etwas geringerem Grade als die Flecke. Die Wasserstoff-Flocken lassen dagegen eine solche Zunahme nicht erkennen; die Abweichungen der für sie geltenden Zahlen von ihrem Mittelwert ($24^d.7$) können ohne weiteres der Unsicherheit der Beobachtungen zugeschrieben werden. Die von Hale auch aus anderen Gründen vertretene Ansicht, daß die Kalzium-Flocken in einem höheren Niveau liegen als die Flecke und die Wasserstoff-Flocken wiederum in einem höheren Niveau als die Kalzium-Flocken, scheint hierdurch also eine Bestätigung zu finden.

[1]) Plaskett hat allerdings die Verschiedenheit der Rotationszeiten für verschiedene Elemente nicht bestätigt gefunden; die bei Adams besonders stark abweichende Linie $H\alpha$ hat er aber nicht in den Bereich seiner Messungen gezogen.

Auch die Fackeln sind zur Ableitung des Rotationsgesetzes benutzt worden, wobei Stratonoff, Wolfer und Chevalier eine gute Übereinstimmung mit den aus den Flecken berechneten Werten fanden. Alle diese Untersuchungen leiden aber an dem Mangel, daß sich die Fackeln nur wenige Tage nacheinander verfolgen lassen, so lange sie sich nämlich in der Nähe des Sonnenrandes befinden. Sie sind daher zur Untersuchung der Sonnenrotation weniger geeignet als die Flocken, welche sich auf den spektroheliographischen Aufnahmen abbilden.

Stellt man die an verschiedenen Objekten der Sonnenoberfläche bestimmten Werte für die Sonnenrotation in verschiedenen Breiten zusammen, wie das Kempf getan hat, so erhält man die in der nachfolgenden Tabelle wiedergegebenen Werte.

Breite	Flocken	Fackeln	Flecke	Umkehrende Schicht
	d	d	d	d
0	24.9	24.8	25.0	25.2
5	24.9	24.8	25.1	25.2
10	25.0	24.9	25.2	25.4
15	25.1	25.1	25.4	25.6
20	25.3	25.3	25.6	26.0
25	25.6	25.6	26.0	26.4
30	25.9	25.9	26.3	26.9
35	26.2	26.3	26.8	27.5
40	26.6	26.7	27.2	28.2
50	—	—	—	29.7
60	—	—	—	31.3
70	—	—	—	32.7
80	—	—	—	33.7

Bei allen offenbart sich die Zunahme der Rotationszeit mit zunehmender Breite. Für die Zunahme hat man nun eine Formel aufgestellt, die den beobachteten Verlauf befriedigend gut darstellt, aber natürlich nur die Bedeutung einer Interpolationsformel besitzt. Den Unterschieden in der Rotationsgeschwindigkeit, wie sie aus den Beobachtungen an den verschiedenen Objekten hervorgehen, kann man nur gerecht werden, indem man den in der Formel auftretenden Konstanten andere Werte beilegt. Wie weit diese Unterschiede tatsächlich vorhanden sind und nicht in Beobachtungsfehlern ihren Grund haben, ist bisher nicht mit Sicherheit entschieden. Während einige Beobachter verschiedene Werte je nach der Intensität der Spektrallinien erhalten, aus deren Verschiebung zwischen Ost- und Westrand der Sonne man die Rotationsgeschwindigkeit ableitet, desgleichen auch je nach dem besonderen Charakter als Linien, die bei hoher oder niederer Temperatur emittiert werden, haben andere Beobachter solche Unterschiede nicht bemerkt. Verschiedentlich glaubte man auch Schwankungen in der Rotations-

dauer der Sonne festgestellt zu haben, doch wird man über solche Erscheinungen wohl erst dann sichere Auskunft geben können, wenn der ganze Mechanismus der Sonnenrotation aufgeklärt ist, was noch nicht gelungen ist. Denn über die physische Ursache der Verschiedenheit der Rotationsgeschwindigkeit in den einzelnen Breiten herrscht noch völlige Unklarheit. Zöllner, welcher die Sonnenflecke als schlackenartige Abkühlungsprodukte betrachtete, die auf der glühendflüssigen Oberfläche schwimmen, nahm zur Erklärung des Rotationsgesetzes Oberflächenströmungen an, und zwar am Äquator vorwiegend westliche, in höheren Breiten vorherrschend östliche. Faye, der den Sonnenkörper als wesentlich gasförmig und die Flecke als Öffnungen in der Photosphäre auffaßte, suchte die genannten Rotationsunterschiede auf radiale, aus den tieferen Schichten aufsteigende Gasströme zurückzuführen. C. A. Young betrachtete sie als eine den Oberflächenschichten eigentümliche Erscheinung, welche ihre Entstehung dem Herabsinken abgekühlter Massen aus oberen Schichten der Atmosphäre verdankt, wo dieselben größere lineare Geschwindigkeit angenommen haben. Wilsing faßte die verschiedene Rotationsgeschwindigkeit als eine den äußeren Schichten eigentümliche Erscheinung auf, die den Rest einer ursprünglich vorhandenen Bewegung bildet. Neuerdings sind noch andere Erklärungsversuche gemacht worden, auf die wir weiter unten zurückkommen werden. Hier bemerken wir nur, daß wir in allen diesen Punkten Fragen berühren, von deren endgültiger Beantwortung die Wissenschaft noch sehr weit entfernt ist.

9. Ansichten verschiedener Forscher über die physische Beschaffenheit der Sonne.

Über die physische Beschaffenheit der Sonne und die Gesetze, welche die so mannigfachen Erscheinungen und Vorgänge auf ihr regeln, herrscht auch heute noch viel Dunkel, wenn auch einige Punkte ziemlich sicher erforscht und begründet zu sein scheinen. Da die wesentlichen Eigenschaften der Materie notwendigerweise überall dieselben sind, so werden wir zur Erklärung der Erscheinungen auf der Sonne auch nur die Gesetze anwenden dürfen, welche wir auf der Erde in Wirksamkeit sehen, und das Problem der physischen Konstitution der Sonne würde gelöst sein, sobald wir imstande wären, alle Erscheinungen durch diese Gesetze zu erklären. Die logische Forderung, daß die physischen Gesetze, die auf der Sonne wirken, in Übereinstimmung mit den auf der Erde wirksamen sein müssen, ist nicht immer genügend von denen beachtet worden, die über jenes Thema spekulierten und so zu mancherlei oft gewagten Hypothesen geführt worden sind. Das bekannteste Beispiel hierfür ist die sogleich näher zu besprechende Herschelsche Hypothese eines kühlen Sonnenkerns. Übrigens braucht die strenge Anwendung der uns bekannten physikalischen Gesetze auf die Physik

der Sonne keineswegs stets zum Ziele zu führen, da sich die Vorgänge auf der Sonne in solch ungeheuren Massen und bei so außergewöhnlichen Temperatur- und Druckverhältnissen abspielen, daß die Gültigkeit dieser Gesetze für die Sonne durchaus nicht erwiesen ist. So darf es nicht überraschen, daß sich auch die besten der von verschiedenen Forschern aufgestellten Sonnentheorien in vielen und oft wesentlichen Punkten widersprechen, ja daß keine einzige derselben als in jeder Beziehung befriedigend zu betrachten ist. Es bleibt darum nichts anderes übrig, als die bekanntesten der bisher aufgestellten Sonnentheorien in ihren Grundzügen hier wiederzugeben.

Wir beginnen mit der bereits erwähnten Wilson-Herschelschen Hypothese, der ersten, welche sich bemühte, eine Erklärung wirklich beobachteter Tatsachen zu bieten. Nach dieser Anschauung sollte das Innere der Sonne ein dunkler, kühler Körper sein, den zwei Schichten von wolkenartiger Bildung umhüllen. Die äußere Schicht, von intensivem Glanze, bilde die sichtbare Photosphäre, während der inneren dunkleren Schicht die Penumbra der Flecke ihre Entstehung verdanke. Die Kerne selbst seien einfach Öffnungen in diesen Schichten, durch die wir den dunklen Sonnenkörper wahrnehmen. Eifrig bestrebt, diesem Körper seinen speziellen Zweck in dem Haushalte der Schöpfung anzuweisen, dachte Herschel sich ihn mit intelligenten Wesen bevölkert, denen die Schicht der kühlen inneren Wolken Schutz vor der feurigen Strahlung der Photosphäre gewährte, während die gelegentlichen Öffnungen doch dann und wann einen Ausblick in das Universum gestatteten.

Sehen wir von solchen Phantasiegebilden ab, so trug diese Theorie den damals bekannten Erscheinungen im wesentlichen Rechnung. Daß die Photosphäre nicht durchweg fest, flüssig oder auch gasförmig sein könnte, schien nach dem Aussehen der Flecke unbestreitbar. Wäre sie fest, so könnten die Flecke nicht einem beständigen Wechsel der Form unterliegen; wäre sie flüssig oder gasförmig, so könnten diese Vertiefungen nicht Wochen oder gar Monate hindurch dauern, weil die flüssige oder gasförmige Materie von allen Seiten einbrechen und sie ausfüllen würde. Die einzige Hypothese, die für Herschel übrig blieb, war, daß die Photosphäre aus Wolken bestehe, die in einer Atmosphäre schwimmen. Da die Ränder der Vertiefungen verhältnismäßig dunkel aussahen, war die Folgerung unvermeidlich, die Photosphäre leuchte nur an und nahe der Oberfläche, und da der Grund der Vertiefungen ganz dunkel war, schien das Vorhandensein eines dunklen inneren Sonnenkörpers ebenso unbestreitbar.

Die Entdeckung des Gesetzes von der Erhaltung der Energie und von der gegenseitigen Umwandlung von Wärme und Energie mußte aber der Wilson-Herschelschen Theorie verhängnisvoll werden. Eine Sonne wie die Herschels würde sich in kürzester Zeit vollkommen abkühlen und uns weder Licht noch Wärme spenden. Eine so bedeutende Wärmemenge, wie sie die Sonne seit Jahrtausenden ausstrahlt, kann nur durch einen beständigen Auf-

wand von Energie erhalten werden; nach Herschels Theorie aber ist die zum Ersatz dieser ausgegebenen Wärmequantität erforderliche Energiemenge, die doch jedenfalls hauptsächlich in der Sonne selbst zu suchen ist, nicht zu finden. Und wenn auch selbst die Gluthitze der Photosphäre durch irgendwelche chemische Prozesse oder durch das Aufstürzen von Milliarden von Meteoriten erhalten bliebe, so würde sie durch Leitung und Strahlung doch beständig in das Innere übertragen werden und seit langem schon übertragen worden sein; die ganze Sonne würde also heiß werden wie die Photosphäre und ein dunkler, kühler Kern unmöglich sein.

Herschels Autorität und die Übereinstimmung mit vielen einzelnen Erfahrungstatsachen haben seiner Hypothese durch Generationen hindurch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts Anhang verschafft; sie mußte aber weichen und einer anderen Anschauung Platz machen, als unsere Erkenntnis besser und die Einsicht in allgemeinere physikalische Vorgänge tiefer geworden war. Das Verdienst, hier den ersten und größten Schritt getan und zur Erklärung solarer Erscheinungen nur die Gesetze angewandt zu haben, die sich aus der Beobachtung irdischer Erscheinungen ergeben, gebührt Kirchhoff, der eine der physikalischen Erkenntnis seiner Zeit entsprechende Erklärung der Sonnenflecke gab.

Als Kirchhoff im Jahre 1861 seine Ansichten entwickelte, war das Material an beobachteten Tatsachen noch überaus spärlich; die Fülle von Erscheinungen, die uns Spektralanalyse, Photometrie und Photographie sowie die rein teleskopische Beobachtung auf der Sonne und in ihrer Umgebung seitdem enthüllt haben, war noch unbekannt. Kirchhoffs Theorie konnte sich daher nur auf weniges, aber freilich das Wesentlichste beziehen, auf den leuchtenden, wärmestrahlenden Sonnenkörper überhaupt und auf die Sonnenflecke. Damit, daß Kirchhoff bewies, ein kühler Sonnenkern mit seinen gekünstelten Hüllen widerspreche den einfachsten physikalischen Gesetzen, und die Sonne müsse durch und durch eine sehr hohe Temperatur besitzen, war der Grund zu allen späteren Untersuchungen und Anschauungen gelegt, die nun die Menge sich häufender Einzeltatsachen zu erklären haben.

Kirchhoffs Theorie geht aus von den dunklen Fraunhoferschen Linien im Sonnenspektrum. Um diese zu erklären, müsse man annehmen, daß die Sonnenatmosphäre einen leuchtenden Körper umhüllt, der für sich allein ein Spektrum ohne dunkle Linien und von einer sehr erheblichen Lichtstärke gebe. Die wahrscheinlichste Annahme sei, daß die Sonne aus einem festen oder tropfbar-flüssigen, in der höchsten Glühhitze befindlichen Kern besteht, der umgeben ist von einer Atmosphäre von etwas niedrigerer Temperatur. In dieser Atmosphäre müssen ebenso wie in der der Erde lokale Temperaturerniedrigungen eintreten, welche Veranlassung zur Bildung von Wolken geben. Die über einer solchen Wolke befindlichen Teile der Atmosphäre werden den von dem glühenden Kern der Sonne ausgehenden Wärmestrahlen

entzogen und daher abgekühlt werden, und zwar um so mehr, je dichter und größer die Wolke ist. Infolgedessen wächst die Wolke allmählich von oben her an, während ihre Temperatur immer weiter sinkt. Schließlich wird die Wolke undurchsichtig und bildet dann den Kern eines Sonnenflecks. Die Penumbra desselben besteht nach Kirchhoff aus einer zweiten, höher gelegenen und teilweise durchsichtigen Wolke. Durch die Annahme dieser beiden Wolken konnte Kirchhoff auch das Wilsonsche Phänomen gerade so gut erklären, wie das bei der Herschelschen Hypothese geschah. Die Tatsache, daß die Sonnenflecke nur in einer nicht sehr weit vom Äquator entfernten Zone auftreten, suchte Kirchhoff aus der seitdem als irrig erkannten Secchischen Beobachtung abzuleiten, nach der die Polargegenden der Sonne eine niedrigere Temperatur besitzen sollten als die Äquatorialzone.

Im engen Anschlusse an die Kirchhoffschen Grundgedanken, aber auf einem sehr viel reicheren Beobachtungsmaterial fußend, entwickelte Zöllner etwa ein Jahrzehnt nach dem Erscheinen von Kirchhoffs klassischer Abhandlung eine umfassende Theorie über die physikalische Konstitution der Sonne. Seine Theorie beruht ebenso wie die Kirchhoffs auf der Voraussetzung eines glühendflüssigen Sonnenkörpers. Diese Annahme ist aber weder mit der enormen Temperatur, die auf der Sonne zweifellos herrscht, zu vereinigen, noch auch mit der geringen Dichtigkeit der Sonne, die nur ein Viertel der Erddichte beträgt. Zu den ersten Forschern, die sich von diesen irrigen Voraussetzungen freimachten, gehören Secchi und Faye, die nahezu gleichzeitig mit Zöllner ihre Anschauungen über die Beschaffenheit der Sonne begründeten. Ihre Theorien enthalten vieles, was sich auch bei dem heutigen Stand unserer Kenntnis der Sonnenzustände vertreten ließe, doch kommt diesen Theorien als Ganzes nur noch ein historisches Interesse zu. Der heutigen Auffassung kommt vielleicht noch die von Young aufgestellte Sonnentheorie in ihren Grundzügen am nächsten.

C. A. Young, einer der erfahrensten und erfolgreichsten Sonnenbeobachter, hatte bereits im Jahre 1877 (ebenso wie Secchi und Faye) seine Anschauungen über die Sonne für die Originalausgabe dieses Buches niedergeschrieben. Im Jahre 1904, wenige Jahre vor seinem Tode, hat er dann, auf Ersuchen von Vogel, für die dritte Auflage dieses Buches seine Darstellung einer Neubearbeitung unterzogen, welche damals als die beste Zusammenfassung dessen gelten konnte, was als gesichertes Ergebnis der Forschungen über die physische Beschaffenheit der Sonne angesehen werden durfte. Auch gegenwärtig trifft dies noch im wesentlichen zu. Die Sätze, die auf Grund neuerer Beobachtungen jedenfalls geändert werden müßten, haben wir in [ ] eingeschlossen.

Ansichten von Young. „Es scheint mir bei der geringen mittleren Dichtigkeit der Sonne und der enormen Kraft der Sonnengravitation festzustehen, daß in den inneren Teilen des Sonnenkörpers, mit alleiniger Aus-

nahme einer verhältnismäßig dünnen Oberflächenschicht, alle Substanzen infolge der dort herrschenden hohen Temperatur, welche weit über den kritischen Punkten aller bisher bekannten Dämpfe liegt, in gasförmigem Zustande sind. Ob aber alle chemischen Elemente sich notwendigerweise in dem Zustand der Dissoziation befinden, wie man früher annahm, ist jetzt vielleicht zweifelhaft geworden, da man Verbindungen aufgefunden hat, z. B. gewisse Kohlenstoffverbindungen, welche sich selbst bei den höchsten Temperaturen des elektrischen Ofens ungehindert bilden.

„Bei dem enormen Drucke sind die inneren Gase erheblich dichter als Wasser und wahrscheinlich so zähflüssig, daß der Kern sich vermutlich bis zu einem gewissen Grade wie eine halbfeste Kugel von pechartiger Konsistenz verhält, wodurch es möglich wird, daß besondere Bedingungen für einige Zeit an bestimmten Punkten „lokalisiert" werden. Diese Annahme wird nahegelegt durch die an Sonnenflecken und anderen Störungen beobachtete Tendenz, sich an denselben Stellen der Oberfläche zu wiederholen.

„Ich halte es immer noch für wahrscheinlich, daß die Photosphäre oder sichtbare Oberfläche der Sonne aus einer Hülle von Wolken besteht, welche sich durch die Kondensation und Verbindung derjenigen Sonnendämpfe gebildet hat, die durch die Ausstrahlung in den Raum hinreichend abgekühlt sind. Diese Hülle, welche in ihrer strahlenden Leuchtkraft wie ein Auerscher Glühstrumpf wirkt, gibt den kontinuierlichen Untergrund des Sonnenspektrums. Die photosphärischen Wolken schwimmen natürlich in den sie umgebenden Gasen und nicht kondensierten Dämpfen, gerade wie die Wolken in unserer eigenen Atmosphäre.

„Wenn diese Wolkenschicht wirklich existiert, so muß von ihrer unteren Schicht notwendigerweise ein fortwährendes Hinabstürzen in den Gaskern darunter stattfinden, dem dann wieder ein Emporsteigen von Dämpfen aus dem Innern entspricht: eine vertikale Zirkulation von großer Kraft und Heftigkeit, die unter anderem einen zusammenziehenden Druck auf den Kern ausüben muß, nicht ungleich dem der flüssigen Haut einer Blase auf die eingeschlossene Luft, jedoch mit dem Unterschiede, daß die Wolkenhülle der Photosphäre nicht eine zusammenhängende Schicht bildet, sondern sozusagen porös ist, voller Öffnungen, durch die die aufsteigenden Dämpfe und Gase in die darüber befindlichen Regionen eindringen.

„Was die Dicke der Photosphäre anbelangt, so ist mir gegenwärtig kein Mittel bekannt, sie mit Sicherheit zu bestimmen; sie muß mehrere Tausend Kilometer betragen.

„Ich verkenne nicht, daß diese Theorie einer aus Wolken bestehenden Photosphäre zu mancherlei Schwierigkeiten führt, und daß sich vieles zugunsten der von Schmidt in Stuttgart aufgestellten Hypothese sagen läßt[1]),

[1]) Siehe S. 332f.

nach welcher die Photosphäre ein rein optisches Phänomen ist, das von der Refraktion in einer vollkommen gasförmigen Kugel herrührt. Aber es scheint mir bis jetzt eine notwendige Folge der bekannten physikalischen Gesetze zu sein, daß eine gasförmige Kugel, welche zu einem beträchtlichen Teile aus metallischen Dämpfen besteht, unvermeidlich sich selbst mit einer Wolkenhülle umgibt.

„Die umkehrende Schicht und die Chromosphäre sind nach meiner Meinung weiter nichts als die unkondensierten Dämpfe und Gase, welche die Atmosphäre bilden, in der die Wolken der Photosphäre schweben, sich aber auch weit über diese erheben. Es soll jedoch mit dem Worte „Atmosphäre" nicht gesagt sein, daß diese über der Photosphäre lagernde Gashülle der Atmosphäre der Erde in ihrer mechanischen Konstitution gliche. Unter dem Einflusse der Schwerkraft der Sonne kann sie sich nicht im statischen Gleichgewichte befinden, sondern gleicht eher einem Flammenmeer — „einer brennenden Prärie", um den bezeichnenden Ausdruck von Professor Langley zu gebrauchen.

„Die sogenannte umkehrende Schicht ist das dünne Stratum auf dem Grunde des Flammenmeeres, reich an allen den Dämpfen, aus denen die photosphärischen Wolken gebildet sind. Hier hauptsächlich und in den Tiefen zwischen den Wolken ist der Ursprung der dunklen Fraunhoferschen Linien zu suchen, und beim Beginn und beim Ende der Totalität einer Sonnenfinsternis erscheint für wenige Sekunden das Spektrum dieser Schicht als das helle Linien zeigende Flash-Spektrum.

„Die Chromosphäre ist die Gegend über der umkehrenden Schicht; sie besteht aus denjenigen Gasen und Dämpfen, welche unter den dort herrschenden Bedingungen nicht kondensiert werden — hauptsächlich aus Wasserstoff, Helium und derjenigen Form des Kalziumdampfes, welche in seinem Spektrum die Linien *H* und *K* liefert. Sehr wahrscheinlich sind dort auch noch andere, bisher nicht identifizierte Gase vorhanden.

„Die Protuberanzen sind ausschließlich Massen dieser chromosphärischen Gase, welche durch Stürme und aufsteigende Strömungen über das allgemeine Niveau emporgeschleudert sind, und die anscheinend in den unteren Regionen der über der Chromosphäre lagernden Atmosphäre, der Korona, schwimmen. Gelegentlich werden metallische Dämpfe (Mg, Na, Ti, Fe usw.) bis zu beträchtlichen Höhen emporgeschleudert, besonders in Gegenden, welche in der Umgebung großer und tätiger Sonnenflecke liegen (jedoch nicht innerhalb der letzteren); in solchen Fällen zeigen die Protuberanzen gewöhnlich schnelle Änderungen in Form und Größe, verbunden mit Verzerrungen und Verschiebungen der Linien ihrer Spektra. Bis vor ganz kurzer Zeit sind diese Spektralerscheinungen als eine Folge von Druck von explosionsartiger Gewalt und von Bewegungen in der Gesichtslinie von fast unglaublichen Beträgen erklärt worden. Neuere Untersuchungen von Julius[1]) und

[1]) Siehe S. 333f.

anderen arbeiten jedoch darauf hin, zu zeigen, daß diese Erscheinungen rein optischer Natur sein können und von anomaler Refraktion in dichten Metalldämpfen herrühren.

„Die Korona ist noch bis zu einem gewissen Grade rätselhaft. Ohne Frage ist sie zum Teil eine Hülle, welche aus einem außerordentlich dünnen und bisher noch nicht identifizierten Gase (provisorisch Koronium genannt) besteht. Das Spektrum dieses Gases ist durch eine gut sichtbare helle Linie charakterisiert, die man lange für die Umkehrung der Linie Kirchhoff 1474 (λ 5317) hielt, neuerdings aber als etwas brechbarer (λ 5303) erkannt hat. Außerdem hat man bei totalen Finsternissen mit Hilfe der Photographie im violetten und ultravioletten Teile des Koronaspektrums noch einige andere Linien nachgewiesen, die wahrscheinlich demselben Elemente angehören.

„Was die Strahlen der Korona anbelangt, welche teils durch reflektiertes Sonnenlicht zu leuchten scheinen, teils einfach selbstleuchtend sind, so muß man nach ihrem Spektrum annehmen, daß sie nicht aus Gasen bestehen, sondern aus kleinen Partikeln, welche durch irgend eine Repulsivkraft von der Sonne fortgeschleudert werden — möglicherweise elektrischer Natur, vielleicht auch durch die Repulsivkraft der Strahlung, deren Vorhandensein man neuerdings im Laboratorium nachgewiesen hat. Ihre Anordnung in bezug auf die Sonnenoberfläche wird ersichtlich durch Kräfte bestimmt, welche in ihrer Wirkung, wenn nicht gar in ihrem Ursprung, denen analog sind, welche die Anordnung der Nordlichtstrahlen in unserer eigenen Atmosphäre regeln; letztere scheinen aber ausschließlich gasförmig zu sein.

[„Hinsichtlich der Sonnenflecke scheint die Annahme nicht mehr zulässig zu sein, daß sie immer Vertiefungen in der Photosphäre sind, da es nach Beobachtungen, die in Potsdam und anderswo gemacht sind, außer Frage zu sein scheint, daß in der Nähe des Sonnenrandes ihre Wärmestrahlung die der benachbarten Sonnenoberfläche gelegentlich übertrifft. Vielleicht läßt sich diese Tatsache durch die Annahme erklären, daß die Absorption der Sonnenatmosphäre für die leuchtenden Strahlen der photosphärischen Wolken sehr viel größer ist, als für die dunklen, langwelligen Strahlen, welche der Fleck aussendet; plausibler aber dürfte die Schlußfolgerung sein, daß sich in diesen besonderen Fällen die Flecke in beträchtlichen Höhen befinden. Das dunkle Aussehen der Flecke ist ziemlich sicher durch Absorption hervorgerufen, und diese Absorption wird mindestens bis zu einem gewissen Grade durch Gase, nicht durch bloße Nebel bewirkt. Dies geht aus der bemerkenswerten Verstärkung der dunklen Linien des Vanadiums und einiger anderer Substanzen hervor, und ferner daraus, daß die grünen Partien des Fleckenspektrums in ein Band von dichtgedrängten dunklen Linien aufgelöst werden.]

„Von den bisher aufgestellten Theorien über die Entstehung der Sonnenflecke finde ich keine einzige gänzlich befriedigend. Die Verteilung der Flecke auf der Sonnenoberfläche beweist, daß sie in gewisser Beziehung eng mit

dem besonderen Rotationsgesetze der Sonnenoberfläche verknüpft sind, und dies stimmt insoweit mit der Fayeschen Theorie überein; aber die zyklonischen Erscheinungen, die diese Theorie erfordert, sind sicherlich nicht ins Auge fallend. Ferner scheint ein Zusammenhang zu bestehen zwischen der Position eines Flecks auf der Sonnenoberfläche und Zuständen, welche in dem unter der Photosphäre befindlichen, aus Gasen bestehenden, aber zähflüssigen Kerne herrschen. Dies wird durch die so oft beobachtete Tendenz der Flecke bewiesen, sich wiederholt an derselben oder wenigstens nahe derselben Stelle der Oberfläche zu bilden.

„Unzweifelhaft findet oft, vielleicht sogar in der Regel, ein mächtiges Aufwärtsströmen chromosphärischer Gase rings um den Rand eines Fleckes statt, aber niemals oder wenigstens höchst selten durch den Kern selbst. Ob ein Fleck durch Materie entsteht, welche von oben herabsinkt, oder ob er (wie ich anzunehmen pflegte) eine Einsenkung in der Photosphäre ist, veranlaßt durch ein Nachlassen des von unten wirkenden Druckes, oder ob er irgendeine ganz andere Entstehungsursache hat — darüber habe ich zurzeit keine feste Meinung.

„Im Ungewissen bin ich auch noch über den Grund der Periodizität der Sonnenflecke und über den nicht zu bezweifelnden Zusammenhang zwischen der Sonnentätigkeit und den magnetischen Störungen auf der Erde. Ich neige jedoch im ganzen immer noch zu der Ansicht, daß die Ursache der Periodizität in der Sonne selbst zu suchen ist; planetarischen Einflüssen darf sie jedenfalls nicht zugeschrieben werden, wenn auch äußere Einflüsse keineswegs ausgeschlossen sind.

[„Nach den Beobachtungen der letzten 25 Jahre ist die effektive Temperatur der Sonne nicht weit von 8000° C entfernt; aber die Solarkonstante selbst ist noch nicht sehr sicher bestimmt. Langleys Wert 3.0 Kalorien pro Quadratzentimeter und Minute kommt vielleicht der Wahrheit am nächsten; aber die Beobachtungen im Smithsonian Institute aus den Jahren 1902 und 1903 machen es wahrscheinlich, daß dieser Wert um etwa 25%, also auf 2.25, verkleinert werden muß.

„Die Frage nach der Konstanz der Sonnenstrahlung, eine der wichtigsten im ganzen Bereiche der astrophysikalischen Wissenschaft, ist noch ungelöst; aber die Hoffnung ist berechtigt, daß Untersuchungen, welche in Vorbereitung und zum Teil schon im Gange sind, bald Licht in dieselbe bringen werden. Ihre Schwierigkeit liegt unstreitig in ihrer Verknüpfung mit den verdrießlichen Launen der irdischen Atmosphäre.]

„Was die Erhaltung der Sonnenstrahlung anbetrifft, so kann kein Zweifel darüber bestehen, daß die Helmholtzsche Kontraktionstheorie eine vera causa darstellt und wahr ist, so weit als sie reicht. Aber daß sie die ganze Wahrheit wiedergibt, scheint jetzt, angesichts des kürzlich entdeckten Verhaltens des Radiums und der ihm verwandten Stoffe, zum mindesten

zweifelhaft, da dies darauf hinweist, daß es neben den mechanischen noch andere mächtige Energiequellen gibt, die zur Erhaltung der Sonnenwärme beitragen.

„Die äquatoriale Beschleunigung der Sonnenoberfläche scheint mir in den Untersuchungen von Salmon und Wilsing ihre richtige Erklärung gefunden zu haben, welche dieselbe als ein langsam verschwindendes Überbleibsel von Zuständen ansehen, die jetzt nicht mehr bestehen, die aber einst, als das Sonnensystem in seiner Bildung begriffen war, vorherrschten. Es ist mir bekannt, daß neuerdings andere Forscher, besonders Emden, den Versuch gemacht haben, diese Differenz auf mathematischem Wege als eine notwendige Folge der Konstitution der Sonne herzuleiten. Ich bin aber hierdurch nicht überzeugt worden, da mir einige der grundlegenden Annahmen zweifelhaft erscheinen.

„Dies sind in Kürze meine gegenwärtigen Ansichten, von denen jedoch einige für nicht ganz sicher begründet angesehen werden können. Mit der Zeit werden sicherlich manche jetzt dunkle Punkte Aufklärung finden, dafür werden aber, denn das ist der Lauf der Dinge beim Suchen nach der Wahrheit, aller Wahrscheinlichkeit nach unsere Nachfolger sich vor Probleme gestellt finden, die weit verwickelter sind als diejenigen, welche uns jetzt in Verlegenheit setzen."

Princeton, N. Y., U. S. A. Charles A. Young.
Februar 1904.

In dieser Darstellung von Young werden zwei weitere Theorien kurz gestreift, auf die wir hier kurz eingehen müssen, weil dieselben von ganz neuartigen Anschauungen ausgehen. Es handelt sich um die Sonnentheorien von Schmidt und Julius. Leider ist es kaum möglich, diese beiden Theorien in gemeinverständlicher Weise darzustellen. Wir müssen uns hier mit einer Skizzierung derselben begnügen.

Wir beginnen mit der Theorie von A. Schmidt.

Der Weg eines Lichtstrahls in einer Atmosphäre ist im allgemeinen keine gerade Linie, sondern infolge der Strahlenbrechung gekrümmt. In der Erdatmosphäre bleibt selbst bei dem am stärksten gekrümmten Lichtstrahl der Krümmungsradius noch größer als der Erdradius. Bei größeren Himmelskörpern mit dichteren Atmosphären ist aber der Fall denkbar, daß der Krümmungsradius für tangentiale Strahlen an der Oberfläche kleiner ist, als ihre Entfernung vom Mittelpunkte des Gestirnes. In diesem Falle können solche Strahlen den Himmelskörper nicht verlassen, sie werden durch die Strahlenbrechung gegen die Oberfläche abgelenkt. Für horizontal verlaufende Strahlen in größeren Höhen wächst der Krümmungsradius mit der Entfernung von der Oberfläche und wird in einer bestimmten Höhe

gleich dem Abstande vom Mittelpunkte werden; der Strahl läuft dann rund um den Himmelskörper herum in sich selbst zurück. Nur solche Strahlen, welche noch weiter vom Mittelpunkte entfernt sind, können also in den leeren Raum austreten, und für einen außerhalb der Atmosphäre in großer Entfernung befindlichen Beobachter muß sonach der Durchmesser des Himmelskörpers stark vergrößert und die Atmosphärenhöhe entsprechend verkleinert erscheinen. Indem nun Schmidt diese Betrachtungen auf einen leuchtenden Gasball anwendet, wird er zu dem Schlusse geführt, daß die scharfe Begrenzung der Sonnenscheibe nur scheinbar ist. Die Sonne ist nach ihm ein unbegrenzter Himmelskörper, in welchem Licht und Leuchtkraft allmählich vom Mittelpunkte nach außen hin abnehmen, und die sichtbare Sonnenscheibe ist das durch die regelmäßige Strahlenbrechung vergrößerte Bild des intensiv leuchtenden Sonneninnern. Die Sonnenfackeln und die Protuberanzen faßt er als Produkte unregelmäßiger Strahlenbrechung auf, und zwar ist das Licht der Protuberanzen nach ihm nicht das Licht von Stoffen, die sich in jenen Höhen befinden, wo unser Auge sie erblickt, sondern stammt aus verschiedenen Tiefen des Sonnenballs. Die Sonnenflecke könnten ebenfalls auf diese Weise erklärt werden; Schmidt ist aber mehr geneigt, sie doch für reelle Gebilde zu halten und zwar für von außen hineingestürzte Massen.

Die Schmidtschen Ansichten beruhen auf streng mathematischen Entwicklungen; das einzig Hypothetische an ihnen sind die zugrunde gelegten zahlenmäßigen Annahmen über die Dichtigkeits- und Refraktionsverhältnisse auf der Sonne. Die Theorie berücksichtigt aber, worauf besonders Seeliger hingewiesen hat, die Absorption auf der Sonne nicht hinreichend und steht auch in ihren Konsequenzen mit manchen sicher begründeten Anschauungen, z. B. hinsichtlich der Dichtigkeitsverhältnisse, in Widerspruch, so daß sie sich bisher noch wenige Anhänger erworben hat. Auch der Umstand, daß sie von den bei den Flecken, Fackeln und Protuberanzen beobachteten Erscheinungen keine genügende Erklärung zu geben vermag, ist ihrer Anerkennung hinderlich gewesen.

Diesem letzteren Mangel sucht nun eine von Julius aufgestellte Hypothese abzuhelfen, die von den Erscheinungen der sogenannten anomalen Dispersion ausgeht. Julius zeigte im Anschluß an ein zuerst von Becquerel ausgeführtes Experiment, daß, wenn Licht, von einer Lichtquelle mit kontinuierlichem Spektrum herrührend, einen Raum durchsetzt, in dem Natriumdampf ungleichmäßig verteilt ist, die Strahlen, welche nahezu die Wellenlängen der Natriumlinien (D) besitzen, in weit stärkerem Grade ihre Richtung ändern als die übrigen. Dem schwach leuchtenden, vom weißen Lichte durchstrahlten Natriumdampfe kann also in schiefer Richtung ein ziemlich intensives Licht zu entspringen scheinen, das dem Natriumlicht täuschend ähnlich ist und dennoch in einer fremden Quelle seinen Ursprung hat. Auf dieser

Beobachtung fußend, behauptet Julius, daß das Licht der Chromosphäre und der Protuberanzen mindestens zum Teil als abgelenktes Photosphärenlicht aufzufassen sei. Die so häufig beobachtete verzerrte Gestalt der Protuberanzlinien, welche bisher ausschließlich auf Grund des Dopplerschen Prinzips als die Folge enormer Geschwindigkeiten erklärt werden konnte, ließe sich auf diese Weise als eine Wirkung der anomalen Dispersion deuten. Auch die umkehrende Schicht, die bei totalen Sonnenfinsternissen den sogenannten „flash" veranlaßt, will Julius von diesem Gesichtspunkte aus betrachtet wissen.

Ebenso wendet Julius seine neue Theorie auch auf die in den Spektren der Sonnenflecke beobachteten Erscheinungen an und zeigt, daß die Verbreiterungen der Fraunhoferschen Linien, welche man früher der Anwesenheit verdichteter absorbierender Gase zuschrieb, ebenfalls durch die Gesetze der anomalen Dispersion erklärbar sind.

Auch gegen diese Theorie sind gewichtige Einwände erhoben worden. So hat man vor allem darauf hingewiesen, daß die Linien, bei denen die anomale Dispersion am stärksten auftritt, auf der Sonne keineswegs eine besonders hervorragende Rolle spielen, daß vielmehr bei den meisten der für die Sonnenphänomene wichtigsten Linien eine anomale Dispersion bisher nicht nachgewiesen werden konnte. Eine weitere Schwierigkeit besteht darin, daß die anomale Dispersion bei den verschiedenen Linien desselben Elements unter Umständen ganz verschieden auftritt; die rote Wasserstofflinie z. B. läßt sie deutlich erkennen, die blaue dagegen nicht. Protuberanzen dürften also zwar in der roten Wasserstofflinie zu sehen sein, in der blauen aber nicht, was bekanntlich mit den Beobachtungstatsachen nicht übereinstimmt. Die Juliussche Theorie kann daher zurzeit noch nicht als hinreichend begründet angesehen werden.

Zum Verständnis der mannigfachen Teilerscheinungen auf der Sonne sind noch mancherlei theoretische Entwicklungen angestellt worden, von denen jedoch keine bisher sich allgemeine Geltung hat verschaffen können. So hat E. v. Oppolzer eine Theorie über die Entstehung der Sonnenflecke entwickelt, in welcher er versucht, die Vorgänge innerhalb der Sonnenatmosphäre nach ähnlichen Prinzipien zu behandeln, wie diejenigen in der Erdatmosphäre.

Das gleiche Ziel hat eine Theorie von Emden, die insofern auf sicherer Grundlage ruht, als sie sich bewährter thermodynamischer Gesetze bedient. Emden geht von dem Wärmeaustausche aus, der zwischen der sich abkühlenden Oberfläche und dem heißen Sonneninnern stattfindet. Die Massen an der Oberfläche geben Wärme ab, werden dichter und sinken in die Tiefe, wobei sie ihr Rotationsmoment beibehalten. Je tiefer sie gelangen, um so schneller werden sie vorwärts eilen, und ihr Antrieb wird infolge der Zentrifugalkraft abnehmen. Die durch die absteigenden Massen verdrängten und

daher aufsteigenden Massen werden umgekehrt immer rascher rückwärts eilen mit abnehmendem Auftriebe. Man erhält so ungleich dichte, verschieden rasch rotierende Gasmassen, die in einer ausgeprägten Diskontinuitätsfläche (d. h. einer Fläche, bei deren Passieren die Werte für Geschwindigkeit, Dichte und Wärme sich sprungweise ändern) aneinander vorübergleiten. Helmholtz hat nun gezeigt, daß in solchem Falle in der Trennungsfläche Wellenzüge entstehen, welche einander parallel in der Richtung der rascher bewegten Schicht vorwärts eilen, und welche z. B. in der Erdatmosphäre unter Umständen als sogenannte Wogenwolken sichtbar werden. Die immer größer sich ausbildenden Wellen werden endlich, wie Wasserwellen, überhängend, und es bildet sich an Stelle jeder Welle durch Brandung ein mächtiger horizontaler Wirbel, in welchem sich die beiden Schichten mischen und damit den Ausgleich ihrer Geschwindigkeiten und ihrer Wärmemengen bewirken.

Rollt sich eine Diskontinuitätsfläche in geringer Tiefe unter der Sonnenoberfläche auf, so werden die an der Oberfläche der Photosphäre befindlichen Massen durch die Saugwirkung des Wirbels ergriffen und beginnen einzusinken; es bildet sich ein Fleck. Die eingesogenen Massen werden durch Massen aus dem Innern der Sonne ersetzt, und der Fleck wird daher von einem an Fackeln reichen Gebiete umgeben sein. Mit der Zeit verliert der Wirbel durch innere Reibung an Kraft, seine Saugwirkung läßt nach, und der an der Sonnenoberfläche entstandene Krater füllt sich wieder aus.

Nach einem Fleckenminimum treten bekanntlich die ersten Flecke in höheren Breiten auf, und die Fleckenbildung schreitet dann nach niedrigeren Breiten fort. Emden sucht dies dadurch zu erklären, daß während einer Periode der Ruhe die an der Oberfläche erkaltenden Massen sich verhältnismäßig stark abkühlen können, ehe sie niedersinken. Die Diskontinuitätsflächen beginnen sich daher in größerer Tiefe und höherer Breite zu bilden und ebenso die Sonnenflecke. Je stärker dann die Sonnentätigkeit wird, desto eher werden die erkaltenden Massen niedersinken und dementsprechend Schichten und Flecke sich in immer niedereren Breiten bilden.

Für das Rotationsgesetz der Sonne gibt Emden die folgende Erklärung. Wenn sich die Oberflächenmassen infolge der Abkühlung zusammenziehen, so vergrößert sich ihre Winkelgeschwindigkeit, und sie müssen den tiefer liegenden Schichten voraneilen. Am Pole, wo das Rotationsmoment null ist, kann durch die bis in große Tiefen vordringenden Strömungen (Konvektionsströme) ein schneller Ausgleich der Winkelgeschwindigkeit erfolgen. Je näher man aber dem Äquator kommt, um so eher werden die hinabsinkenden Massen auf Diskontinuitätsflächen stoßen, und um so langsamer teilt sich die von außen wachsende Winkelgeschwindigkeit den tieferen Partien mit. Es muß also die Sonnenoberfläche in ihren äquatorialen Gegenden größere Winkelgeschwindigkeit besitzen als in den polaren Gegenden. Aus entsprechenden Überlegungen schließt Emden noch, daß die Temperatur

der Sonnenoberfläche am Pole höher sein müsse als am Äquator, eine Folgerung, welche bisher allerdings durch die Beobachtung noch nicht bestätigt worden ist.

Eine Theorie von Wilsing schließlich sucht speziell das Rotationsgesetz der Sonne zu erklären. Wilsing nimmt an, daß sich der innere Kern der Sonne wie ein starrer Körper, d. h. also mit einer für alle Punkte gleichen Rotationsgeschwindigkeit, drehe. Die verschiedene Winkelgeschwindigkeit der einzelnen Breiten hat nach Wilsing ausschließlich in der den Kern umgebenden gasförmigen Hülle ihren Sitz und ist als das Überbleibsel einer ursprünglich vorhandenen, aus unbekannten Ursachen entstandenen Bewegung aufzufassen. Die bewegliche Masse ist allerdings bestrebt, diese ungleiche Rotationsgeschwindigkeit auszugleichen, aber Wilsing zeigt, daß die innere Reibung der einzelnen Schichten gegeneinander diese Ausgleichung derart verlangsamen muß, daß eine Änderung des augenblicklich bestehenden Zustandes erst nach außerordentlich langen Zeiträumen zu erwarten ist.

Auch über die Natur der Korona sind die mannigfachsten Hypothesen aufgestellt worden. Mit Sicherheit dürfen wir wohl behaupten, daß die Korona eine Atmosphäre im gewöhnlichen Sinne des Wortes nicht sein kann. Von den zwei dagegen sprechenden Gründen scheint der eine fast, der andere vollkommen überzeugend zu sein. Es sind die folgenden:

1. Die Schwerkraft ist auf der Sonne ungefähr 27mal so groß als auf der Erde, und jedes Gas ist dort 27mal so schwer als hier. In einer Atmosphäre wird jede Schicht durch das Gewicht aller über ihr befindlichen Schichten gedrückt. Das Resultat davon ist, daß, wenn wir um gleiche Stücke, d. h. in arithmetischer Progression, von der äußersten bis zur untersten Schicht hinabsteigen, die Dichte der Atmosphäre in geometrischer Progression wächst. Eine aus dem leichtesten unter den uns bekannten Gasen, dem Wasserstoff, bestehende Atmosphäre würde ihre Dichtigkeit alle 10 Kilometer etwa verdoppeln, selbst wenn sie zu so hoher Temperatur erhitzt wird, wie sie wahrscheinlich in einer Höhe von 200000 Kilometern über der Oberfläche der Sonne noch besteht. Aber es existiert auch nicht annähernd ein so rapides Wachstum in der Dichte der Korona, wenn wir von den äußeren zu den inneren Schichten hinabsteigen. Nehmen wir also an, die Korona sei eine solche Atmosphäre, so müßten wir sie für Hunderte von Malen leichter als Wasserstoff halten.

2. Es ist mehrfach vorgekommen, daß Kometen auf ihrer Bahn um die Sonne mitten durch die Korona hindurchgegangen sind. So passierte z. B. der große Komet von 1843 die Oberfläche der Sonne in einem Abstande von nur drei oder vier Bogenminuten. Zur Zeit der größten Nähe war seine Geschwindigkeit 570 Kilometer in der Sekunde, und mit nahe dieser Geschwindigkeit durcheilte er wenigstens 500000 Kilometer der Korona. Um eine Vorstellung von dem zu erhalten, was aus ihm geworden wäre, hätte er auch

nur die dünnste Atmosphäre durchkreuzt, brauchen wir nur an die Sternschnuppen zu denken, die augenblicklich und vollständig in Dampf verwandelt werden durch die Hitze, welche durch den Widerstand unserer Erdatmosphäre in einer Höhe von etwa 100 Kilometern entsteht, also in einer Höhe, wo die Atmosphäre die Fähigkeit, das Sonnenlicht zu reflektieren, schon gänzlich verloren hat. Die Geschwindigkeit der Sternschnuppen beträgt etwa 40 bis 60 Kilometer in der Sekunde. Erinnert man sich nun, daß Widerstand und Wärme mindestens wie das Quadrat der Geschwindigkeit wachsen: was würde dann das Schicksal eines Körpers oder einer Ansammlung von Körperchen wie eines Kometen sein, der durch viele Hunderttausende von Kilometern auch nur der dünnsten Atmosphäre mit einer Geschwindigkeit von über 500 Kilometern stürzt! Und wie dünn müßte eine derartige Atmosphäre sein, wenn ein Komet, ohne zerstört zu werden, durch sie hindurchliefe! Sicherlich müßte sie gänzlich unsichtbar und überhaupt unfähig sein, irgendwelche physische Wirkung hervorzubringen.

Was ist dann aber die Korona? So weit wir aus den bisherigen Beobachtungsdaten schließen können, besteht sie einerseits aus einem oder mehreren Gasen in glühendem Zustande, andererseits aus getrennten Partikeln, die durch die auf sie wirkende enorme Hitze ebenfalls zum größten Teile selbstleuchtend geworden sind. Damit die Teilchen trotz der enormen Anziehungskraft der Sonne in der Höhe schwebend erhalten werden, muß man annehmen, daß von der Sonne eine Kraft ausgeht, welche der Anziehung entgegenwirkt, und welche imstande ist, den Einfluß der Gravitation ganz oder teilweise auszugleichen. Wir werden im vierten Kapitel sehen, daß auch bei den Kometenschweifen eine solche von der Sonne ausgehende Repulsivkraft angenommen werden muß, und es liegt daher nahe, beide Arten von Erscheinungen, die der Korona wie die der Kometen, als Wirkungen derselben Kraft anzusehen. Eine solche Kraft liegt nun in der Tat im Lichtdruck vor, worauf in neuerer Zeit insbesondere Arrhenius hingewiesen hat. Bei der Besprechung der physischen Beschaffenheit der Kometen wird auch die Theorie des Lichtdrucks auseinander gesetzt werden, so daß hier auf diese Darstellung verwiesen werden kann. Es mag nur angeführt werden, daß die Maxwellsche Theorie der elektromagnetischen Vorgänge, zu denen auch die Lichtstrahlung gehört, in der Tat zu erklären vermag, daß feste oder flüssige Teilchen sich in der Korona schwebend erhalten können, nämlich alle diejenigen Teilchen, bei denen sich der Strahlungsdruck und die Schwere das Gleichgewicht halten. Auf die größten und die allerkleinsten Partikelchen dagegen ist der Druck verschwindend klein; sie werden daher der Gravitation folgend zur Sonne zurücksinken. Diejenigen Teilchen endlich, für welche der Lichtdruck die Gravitation übertrifft, werden in den Weltraum hinausgetrieben.

Die Bildung der Strahlen in der Korona wird durch diese Hypothese nicht erklärt. Hierzu wird vielmehr von den meisten Forschern noch das

Vorhandensein elektrischer und magnetischer Kräfte vorausgesetzt. So nehmen z. B. Arrhenius und Deslandres an, daß in Verbindung mit den gewaltigen aus der Sonne hervorbrechenden Eruptionen, von denen die Protuberanzen Zeugnis ablegen, starke elektrische Entladungen auftreten, welche die Quelle einer kräftigen Kathodenstrahlung sein können. Diese Kathodenstrahlen besitzen die Fähigkeit, Gase zu ionisieren, und die Gasionen wiederum haben die Eigenschaft, Dämpfe zu kondensieren. Die Koronastrahlen werden nun von den genannten Forschern als Gebiete besonders kräftiger Kondensation angesehen, deren vielfach beobachtete gekrümmte Gestalt auf den Einfluß eines magnetischen Feldes zurückzuführen wäre, das Deslandres, wie wir oben sahen, in den obersten Schichten der Chromosphäre voraussetzt.

Indessen sind alle diese Anschauungen noch wenig sicher begründet, und es wird vor allen Dingen durch die Beobachtungen noch viel Material zusammengetragen werden müssen, bevor es gelingen dürfte, einen zuverlässigeren Einblick in die Konstitution der Korona zu gewinnen.

Daß in allen Sonnentheorien freigiebiger mit der Phantasie als mit mathematischen Deduktionen gearbeitet wird, hat seinen Grund darin, daß uns bisher Gesetze zur befriedigenden Beschreibung der Zustände innerhalb der Sonne wie überhaupt im Innern eines Sternes fehlten. Die außerordentlich schwierige Aufgabe der Aufstellung solcher Zustandsgleichungen ist nun in den letzten Jahren durch die Forschungen Eddingtons über das Strahlungsgleichgewicht der Sterne wesentlich gefördert worden und dadurch das Problem der Konstitution der Sonne in ein neues Stadium gerückt.

Bei allen bisherigen Ansätzen in dieser Richtung stieß man immer auf die Schwierigkeit, daß wegen der ungeheuren Temperaturen, zu denen die Ansätze führten, aus der Sonne bzw. aus den Sternen ein Strom von Strahlungsenergie hervorbrechen müßte, wie ein solcher tatsächlich nicht entfernt beobachtet wird. Eddington hat nun gezeigt, daß diese Schwierigkeit verschwindet, wenn man den Strahlungsdruck als einen die Materie lockernden Effekt mit in Rechnung zieht. Bei den ungeheuren Temperaturen im Innern der Sterne kann der Strahlungsdruck den nach Innen wirkenden Gewichtsdruck der Materie fast ganz aufheben. Allerdings hängt die zahlenmäßige Beherrschung dieser Verhältnisse von unserer Kenntnis der Absorption der Strahlung in der Materie ab. Und da bei diesen hohen Temperaturen im Inneren der Sterne der größte Teil der Strahlung von der Art der Röntgenstrahlung ist, was die Wellenlängen anbetrifft, so bedarf es einer genauen Kenntnis der Absorption der Röntgenstrahlung durch Materie bei hohen Temperaturen.

In diesen Fragen stehen wir noch im Anfang aller Erkenntnis. Doch bedeuten die Untersuchungen Eddingtons schon einen wesentlichen Fortschritt in der streng mathematischen Beherrschung des Problems der Konstitution der Sonne. Für die Oberfläche der Sonne hören allerdings seine

Formeln auf, gültig zu sein; hier an der Grenzfläche der Sonne gegen die Außenwelt herrschen Gesetze, die wir noch nicht kennen. Da aber alle unsere Beobachtungen sich ausschließlich auf Vorgänge gerade an der Oberfläche beziehen, so sind wir der Lösung der Aufgabe noch sehr fern, aus unseren Beobachtungen der Oberflächenverhältnisse die Konstitution der Sonne bzw. der Sterne genauer erschließen zu können. Eine eingehendere Würdigung dieser Untersuchungen über die Konstitution der Sonne und der Fixsterne findet sich in dem Kapitel über Kosmogonie.

Denjenigen Lesern, welche sich noch eingehender über die Erscheinungen auf der Sonne und über die zu ihrer Erklärung aufgestellten Theorien informieren wollen, kann das Werk von E. Pringsheim, Vorlesungen über die Physik der Sonne, Leipzig, B. G. Teubner, 1910, empfohlen werden.

KAPITEL III.

Die Planeten.

1. Merkur.

Merkur (☿) ist der der Sonne nächste Planet und der kleinste der acht großen Planeten. Seine mittlere Entfernung von der Sonne ist 58 Millionen Kilometer und sein Durchmesser 4700 km, also etwas mehr als ein Drittel von dem der Erde. Seine Masse ist $^1/_{6000000}$ der Sonnenmasse, doch läßt sich dieser Wert nur sehr ungenau bestimmen. Die Dichte ist ungefähr gleich der der Erde. Er war den Alten wohlbekannt, da er zu günstigen Zeiten, und wenn der Beobachter sich nicht in zu hoher Breite befindet, dem bloßen Auge sichtbar wird. Die mittleren und nördlichen Gegenden Europas liegen indessen für seine Sichtbarkeit ziemlich ungünstig. Die Schwierigkeit, ihn zu sehen, entspringt aus seiner Nähe an der Sonne, da er höchstens 2 Stunden nach der Sonne unter- oder vor ihr aufgeht. Er ist daher in der Dämmerung dem Horizont meist so nahe, daß er in den Dünsten der Atmosphäre verschwindet. Doch kann er bei einiger Aufmerksamkeit im mittleren Deutschland um die folgenden Tage nach Sonnenuntergang wahrgenommen werden: 1923 Januar 13, Mai 5, September 2, Dezember 27. In jedem folgenden Jahre fallen die entsprechenden Zeiten etwa 18 Tage früher, da die synodische Umlaufszeit, nach der er wieder in die gleiche Stellung zur Erde kommt, rund 116 Tage beträgt. Die Periode der Sichtbarkeit dehnt sich auf einen Zeitraum von etwa 8 Tagen zu beiden Seiten der obigen Daten aus. Die beste Zeit, den Planeten aufzufinden, ist ungefähr $^3/_4$ Stunden nach Sonnenuntergang, und der Frühling ist hierfür wegen der Lage der Ekliptik bzw. der Merkurbahn zum Horizont günstiger als der Herbst.

Mit dem Fernrohre betrachtet, zeigt der Planet Phasen wie der Mond. Nahe der oberen Konjunktion erscheint er rund und klein, nur etwa 5″ im Durchmesser. Nahe seinem größten Winkelabstand von der Sonne erscheint er als Halbmond und nahe zwischen Sonne und Erde (in der Nähe der unteren Konjunktion) als sehr schmale Sichel mit einem Durchmesser von 10″ bis 12″. Die Art und Weise, wie diese verschiedenen Phasen von der Stellung des Planeten relativ zur Sonne und Erde abhängen, ist dieselbe wie bei Venus (s. Fig. 141).

Die Helligkeit Merkurs ist während der Zeit, in welcher er bequem zu beobachten ist, beträchtlichen Schwankungen unterworfen; nach den Untersuchungen von Müller in Potsdam kann er im Maximum so hell werden wie Sirius. Die Schwankungen sind wesentlich durch die Phasenänderungen bedingt; doch treten auch bei gleichen Phasen Unterschiede bis zu einer Größenklasse auf, die durch die starke Exzentrizität der Merkurbahn und die dadurch bedingten Änderungen in der Entfernung von der Sonne hervorgebracht werden. Nach Müller zeigt die Abnahme der Helligkeit bei zunehmender Phase eine auffallende Übereinstimmung mit den Helligkeitsänderungen unseres Mondes, so daß der Schluß auf eine ähnliche Oberflächenbeschaffenheit beider Himmelskörper wohl berechtigt erscheint. Danach würde Merkur keine dichte Atmosphäre besitzen, und seine Oberfläche würde rauh und gebirgig sein. Seine Albedo[1]) ist sehr gering, nämlich nur 0.07.

Die Wahrnehmung irgendwelcher Einzelheiten auf der Scheibe des Merkur ist sehr schwierig und bisher überhaupt erst wenigen Beobachtern gelungen.

Um den Beginn des vorigen Jahrhunderts glaubte Schröter in Lilienthal, der das teleskopische Studium der Planetenoberflächen mit besonderem Eifer betrieb, daß zu den Zeiten, wo Merkur die Sichelgestalt zeigte, das südliche Horn dieser Sichel in gewissen Intervallen gezackt erschiene. Er schrieb dieses Aussehen dem Schatten eines hohen Berges zu und schloß aus den Zeiten der Beobachtung seiner Wiederkehr, daß der Planet in $24^h\,5^m$ um seine Achse rotiere; gleichzeitig schätzte er die Höhe des Berges auf 19 km. Diesen Angaben ist aber kein Wert beizulegen, denn gerade die besten neueren

[1]) Unter „Albedo“ eines Körpers versteht man die Zahl, welche angibt, wie sich die von ihm nach allen Richtungen diffus reflektierte Lichtmenge zu der aufgefallenen Lichtmenge verhält. Nach der Lambertschen Annahme über die diffuse Reflexion an Flächen ist der Einfallswinkel des auffallenden Lichtes ohne Einfluß. Das ist aber, wie Seeliger gezeigt hat, nicht immer der Fall. Wegen dieser Unsicherheit des Gesetzes der diffusen Reflexion erscheint für astronomischen Gebrauch die von Bond gegebene engere Definition der „Albedo“ am geeignetsten, die sich nur auf kugelförmige Körper in parallel auffallendem Lichte bezieht. Bond versteht unter der „Albedo“ einer Kugel das Verhältnis der nach allen Richtungen diffus reflektierten Lichtmenge zu der in paralleler Strahlung auffallenden Lichtmenge. Die in diesem Buche angegebenen Werte der Albedo der Planeten beziehen sich auf diese Bondsche Definition und sind von Russell aus dem zur Zeit vorhandenen Beobachtungsmaterial abgeleitet worden.

Beobachter haben keine derartigen Unregelmäßigkeiten der Gestalt des Hornes wahrnehmen können, und man muß wohl annehmen, daß Schröter einer Täuschung zum Opfer gefallen ist. Die von ihm angegebene Rotationszeit galt aber lange Zeit als richtig, bis schließlich Schiaparelli die Frage von neuem untersuchte. Dieser fand im Jahre 1881, daß es zuweilen auch am Tage möglich ist, zarte Flecke auf der Merkurscheibe zu erkennen, ja daß dieselben alsdann wegen des hohen Standes des Merkur besser zu sehen sind als in der Dämmerung. Jahrelange, mit großer Energie durchgeführte Beobachtungen haben endlich Schiaparelli zu der Ansicht geführt, daß die Rotationszeit des Merkur gleich seiner Umlaufszeit, also gleich 88 Tagen ist. Merkur würde hiernach der Sonne, wie unser Mond der Erde, stets dieselbe Seite zuwenden, und wir dürften dieselben Schlüsse, die später bei Besprechung des Mondumlaufs gezogen werden sollen, auf Merkur anwenden.

Schiaparelli ist es auch gelungen, eine Karte der Oberflächenkonfiguration des Merkur zu entwerfen; ferner hat er auch Andeutungen einer Atmosphäre gefunden.

Die Resultate Schiaparellis sind aber nicht ohne Widerspruch geblieben. Während der amerikanische Astronom Lowell die 88tägige Rotationszeit des Merkur bestätigen zu können glaubte — allerdings auf Grund von Wahrnehmungen auf der Planetenscheibe, welche von anderen Beobachtern stark in Zweifel gezogen werden —, trat Brenner in Lussinpiccolo mit großer Entschiedenheit für eine Rotationszeit von 33 bis 35 Stunden ein, die er aus zahlreichen, unter sehr günstigen atmosphärischen Bedingungen angestellten Beobachtungen abgeleitet hat. Seine Zeichnungen der Planetenscheibe stimmen gut mit einigen im Jahre 1871 von Vogel angefertigten überein. Zu einer endgültigen Entscheidung über die Dauer der Rotation sind aber jedenfalls noch zahlreiche weitere Beobachtungen nötig.

Vogel hat 1873 das Spektrum des Merkur untersucht und in den Hauptlinien vollkommene Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum gefunden, wie dies auch nicht anders zu erwarten ist, da das Licht, welches von Merkur zu uns gelangt, ja zunächst nichts anderes als reflektiertes Sonnenlicht sein kann. Einige Streifen im Spektrum schienen aber anzudeuten, daß der Planet eine Atmosphäre besitzt, welche auf die Sonnenstrahlen in ähnlicher Weise absorbierend wirkt wie die Atmosphäre der Erde. Die geringe Entfernung dieses Planeten von der Sonne erschwert seine genaue spektroskopische Beobachtung und damit die Entscheidung über das Vorhandensein einer Atmosphäre sehr bedeutend.

Vorübergänge des Merkur vor der Sonnenscheibe sind viel häufiger als die der Venus, das mittlere Intervall zwischen zwei aufeinander folgenden Durchgängen beträgt weniger als 10 Jahre und das längste 13 Jahre. Der Durchmesser des Planeten ist aber zu klein, als daß dieser vor der Sonne mit bloßem Auge gesehen werden könnte. Den ersten, von Kepler voraus-

gesagten Vorübergang des Merkur vor der Sonnenscheibe beobachteten Gassendi u. a. am 7. November 1631. Gassendis Beobachtungsmethode war die schon früher bei der Besprechung der Beobachtung der Sonnenflecke beschriebene, nämlich die Entwerfung eines Bildes der Sonne durch ein kleines Fernrohr auf einen weißen Schirm. Da er sich indessen den Planeten weit größer gedacht hatte, als er wirklich war, so wäre seine Beobachtung fast mißlungen. Die unvollkommenen Fernrohre der damaligen Zeit umgaben nämlich jedes glänzende Objekt mit einem Kranze diffusen Lichtes, welches dessen scheinbare Größe bedeutend vermehrte; vor der Sonnenscheibe erscheint aber ein Planet schwarz und daher durch Irradiation verkleinert. So kam es, daß Gassendi vor dem Durchgange keine Vorstellung davon hatte, wie klein der Planet in der Tat war.

Diese ältesten Beobachtungen sind zu ungenau, um für die jetzige Zeit irgendeinen wissenschaftlichen Wert zu besitzen. Die erste wirklich gute Beobachtung gelang Halley am 7. November 1677 auf der Insel St. Helena. Wir haben schon erwähnt (s. S. 187), welche große Genauigkeit er irrtümlicherweise der Beobachtung der inneren Berührungen des Planeten und der Sonne zuschrieb.

Seit jener Zeit sind Merkurdurchgänge häufig beobachtet worden; indessen ist ihr wissenschaftlicher Nutzen nur gering. Zur Bestimmung der Sonnenparallaxe eignen sie sich wegen der größeren Entfernung des Merkur von uns weit weniger als die Venusdurchgänge, und auch für die Erkenntnis seiner physischen Beschaffenheit läßt sich, da der Planet uns dabei seine dunkle Seite zukehrt, nur wenig erwarten.

Da die Sonne immer in der Nähe eines Knotens der Merkurbahn stehen muß, wenn ein Durchgang stattfinden soll, so können die Durchgänge nur in zwei, etwa sechs Monate voneinander entfernt liegenden Zeiten eintreten, und zwar geschieht dies beim Merkur im Mai und November. Durchgänge finden 1924 Mai 7, 1927 November 8, 1937 Mai 10 statt.

2. Intramerkurielle Planeten.

In der Gegenwart entspringt das größte an den Merkurdurchgängen haftende Interesse aus der Schlußfolgerung, welche Leverrier und später Bauschinger aus einer eingehenden Vergleichung der vor 1848 beobachteten Durchgänge mit der durch die Gravitationstheorie bestimmten Bewegung des Merkur gezogen haben. Diese Vergleichung lehrt nämlich, daß das Perihel der Merkurbahn sich im Jahrhundert um etwa 40″ schneller bewegt, als es dies infolge der Anziehung aller bekannten Planeten unseres Sonnensystems tun sollte (vgl. S. 82). Nun fordert die Einsteinsche Relativitätstheorie zwanglos ohne weitere Hypothese eine Bewegung des Merkurperihels in dem tatsächlich beobachteten Betrage von 40″, und das ist eine der stärksten

Stützen für diese Theorie (vgl. S. 75). Da sich jedoch diese Bewegung auch durch die Einwirkung eines Planeten oder einer Gruppe von kleineren Planeten zwischen Merkur und Sonne erklären läßt, eine Hypothese, die schon von Leverrier ausgesprochen wurde, ist die Frage, ob solche Planeten wirklich existieren, von großer Wichtigkeit.

Was zunächst ältere Wahrnehmungen betrifft, so wird Leverriers Hypothese scheinbar dadurch gestützt, daß verschiedene Beobachter den Vorübergang dunkler Körper vor der Sonnenscheibe verzeichnet haben, die das Aussehen von Planeten hatten und für Flecke zu rasch vorübergingen. Wolf hat 19, von 1761 bis 1865 reichende Wahrnehmungen ungewöhnlicher Erscheinungen auf der Sonnenscheibe gesammelt, deren Beobachter aber, mit zwei oder drei Ausnahmen, sämtlich als Astronomen so gut wie unbekannt sind. Andererseits ist die Sonne seit etwa 100 Jahren beständig durch Männer wie Schwabe, Carrington, Spörer und andere beobachtet worden, und keiner von diesen hat je etwas Derartiges bemerkt. Insbesondere aber hat man, obwohl die Sonne seit vielen Jahren auf mehreren Sternwarten täglich, wenn es das Wetter erlaubt, photographiert wird, doch auf den zahllosen photographischen Aufnahmen nie ein verdächtiges Objekt gefunden. Daß Planeten vor der Sonnenscheibe in solcher Zahl von Liebhabern der Sternkunde gesehen worden, aber allen geübten Astronomen entgangen sein sollten, ist im höchsten Grade unwahrscheinlich.

Das stärkste Argument aber gegen die Auffassung dieser Erscheinungen als intramerkurielle Planeten besteht darin, daß der Durchgang eines solchen Himmelskörpers durchaus kein seltenes Phänomen sein könnte, sondern sich notwendig in gewissen Intervallen, die von seinem Sonnenabstand und der Neigung seiner Bahn abhängen, wiederholen müßte. Nehmen wir z. B. eine Neigung von 10^0 an, die größer wäre als die irgendeines der Hauptplaneten, und eine Entfernung von der Sonne, die halb so groß ist als die des Merkur, so würde der Planet durchschnittlich einmal im Jahre die Sonnenscheibe passieren, und seine sukzessiven Durchgänge würden entweder nahe an demselben Tage des Jahres oder ein halbes Jahr später stattfinden. Die erwähnten vermeintlichen Durchgänge fallen nun auf alle Jahreszeiten, und wir müßten, wenn wir sie für reell halten wollten, logischerweise schließen, daß die Durchgänge dieser verschiedenen Planeten oftmals im Jahre wiederkehren und dennoch der Nachforschung aller guten Beobachter entgehen, obschon sie gelegentlich von Ungeübten gesehen werden. Dies ist eine genügende reductio ad absurdum der Behauptung ihrer Realität. Wollte man sagen, die Bahnneigung könne viel größer als 10^0 sein, und die Durchgänge würden infolgedessen viel seltener eintreten, so hieße dies nur, eine Hypothese durch eine zweite, noch unwahrscheinlichere stützen wollen.

Müssen wir also die von verschiedenen Seiten als Tatsache verzeichneten Durchgänge solcher Planeten unbedingt bestreiten, so ist eine andere Frage

doch die, ob diese Planeten, ihre Existenz vorausgesetzt, nicht unter ganz besonders günstigen Bedingungen außerhalb der Sonne sichtbar werden können. Fast die einzige Möglichkeit hierzu bieten totale Sonnenfinsternisse, und in der Tat schien, nachdem alle früheren Sonnenfinsternisse gleichfalls zu einem negativen Resultate geführt hatten, die vom 29. Juli 1878 einiges Licht über die wichtige Frage verbreiten zu wollen. Diese Sonnenfinsternis war im größten Teile der Vereinigten Staaten sichtbar, und sie wurde dort an den verschiedensten Punkten von zahlreichen Astronomen beobachtet. In Denver beobachteten Watson und Swift, beide in der ausgesprochenen Absicht, wenigstens einen Teil der verfügbaren Zeit nur auf das Suchen des oder der hypothetischen Planeten zu verwenden, und beiden ist es in der Tat geglückt, Objekte zu finden, die zunächst für Planeten gehalten werden konnten. Weitere Untersuchungen haben aber mit Sicherheit ergeben, daß die fraglichen Objekte doch nur Fixsterne waren. Auch die späteren totalen Sonnenfinsternisse haben in dieser Beziehung nur negative Resultate ergeben. Neuerdings hat man zur Aufsuchung intramerkurieller Planeten einen aussichtsreicheren Weg eingeschlagen, indem man während der totalen Sonnenfinsternisse die Umgebung der Sonne photographiert. Obwohl die so erhaltenen Platten zum Teil alle Fixsterne bis zur neunten Größenklasse zeigen, ist es doch nicht gelungen, mit Sicherheit unbekannte Objekte auf ihnen zu finden, und die Wahrscheinlichkeit der Existenz intramerkurieller Planeten von irgend beträchtlicher Größe ist dadurch verschwindend klein geworden.

Hiernach steht fest, daß, wenn die Bewegung des Merkurperihels von der Wirkung einer Gruppe von Planeten innerhalb der Merkurbahn herrührt, diese äußerst klein sein müssen. Um aber die beobachtete Wirkung auf Merkur hervorzubringen, muß ihre gesamte Masse von derselben Größenordnung sein wie die des Merkur; ihre Anzahl müßte also sehr groß sein und sich auf Zehntausende belaufen, so daß sie zusammen höchstens als wolkenartige Massen erscheinen könnten. Nun haben wir in dem Zodiakallicht eine derartige Masse, und Seeliger hat die Hypothese, daß die das Zodiakallicht erzeugende Materie die Bewegung des Merkurperihels verursache, genau verfolgt und die erforderliche Dichtigkeit dieser Materie berechnet.

Dieselben Einwände, die wir hier gegen die Existenz der intramerkuriellen Planeten erhoben haben, lassen sich auch, wenngleich nicht in ganz so starkem Grade, gegen die von Charlier auf Grund der Bodeschen Reihe (vgl. S. 267) unmittelbar außerhalb der Merkurbahn vermuteten Planeten geltend machen. Solche Planeten würden seltener als intramerkurielle vor der Sonne vorübergehen, ja wahrscheinlich sogar ebenso selten oder noch seltener als Merkur selbst. Immerhin bleibt es auch in diesem Falle merkwürdig, daß noch niemals einer von ihnen vor der Sonne von einem zuverlässigen Beobachter wahrgenommen worden ist.

3. Venus.

Venus (♀) bewegt sich etwa in der Mitte zwischen den Bahnen des Merkur und der Erde in einem mittleren Abstande von 108 Millionen Kilometern um die Sonne. Ihre Bahn nähert sich der Kreisform mehr als die irgend eines anderen der Hauptplaneten. Ihr Durchmesser beträgt 12300 km; sie ist also nur wenig kleiner als die Erde. Auch ihre Dichte unterscheidet sich nur wenig von der der Erde, sie beträgt nämlich 0.9 der Erddichte. Die Masse ist nach Newcomb $^1/_{408000}$, nach einer neueren Untersuchung von Cowell $^1/_{399000}$ der Sonnenmasse.

Nächst Sonne und Mond ist Venus das glänzendste Gestirn des Firmaments; sie erzeugt zuweilen selbst deutliche Schatten. Ihre größte Elongation oder Winkelentfernung von der Sonne beträgt etwa 45°, und man sieht sie daher abends, bei östlicher Ausweichung, am Westhimmel, dagegen des Morgens, wenn sie westlich von der Sonne steht, am Osthimmel. Die Alten bezeichneten sie als Hesperus und Phosphorus, Abend- und Morgenstern, je nachdem sie des Abends nach Sonnenuntergang oder früh vor Sonnenaufgang sichtbar war. Man meint, daß vor dem Entstehen einer wissenschaftlichen Astronomie Hesperus und Phosphorus für zwei verschiedene Gestirne gehalten wurden, und daß ihre Identität erst festgestellt wurde, nachdem man bemerkt hatte, daß der eine aus den Sonnenstrahlen hervortauchte, bald nachdem der andere in ihnen verschwunden war.

Dem unbewaffneten Auge zeigt sich Venus als Stern, der von anderen Sternen nur durch intensiveren und ruhigeren Glanz verschieden ist. Aber schon Galilei fand, als er das Fernrohr auf sie richtete, daß sie von erheblichem Durchmesser erschien und Phasen, ähnlich wie der Mond, zeigte. Da er erst erst durch längere Beobachtung von der Realität seiner Entdeckung überzeugen, aber sich zugleich ihre Priorität sichern wollte, so publizierte er das folgende Anagramm:

Haec immatura a me jam frustra leguntur o. y.

(Diese unreifen Dinge werden jetzt vergebens von mir gelesen),

welches er später durch Umstellung der Buchstaben in die Worte umsetzte:

Cynthiae figuras aemulatur mater amorum

(Cynthias Gestalten [Phasen] ahmt die Mutter der Liebe nach).

Die Änderungen im Aussehen und in der scheinbaren Größe der Venus sind sehr bedeutend. Wenn sie sich nahe ihrer oberen Konjunktion hinter der Sonne befindet, ist sie mehr als 250 Millionen Kilometer von uns entfernt und bietet den Anblick eines kleinen runden Scheibchens von ungefähr 10″ Durchmesser. Wenn sie der Erde am nächsten steht, in unterer Konjunktion, ist sie nur 40 Millionen Kilometer entfernt und würde, wenn überhaupt sichtbar, mehr als 60″ Durchmesser haben; da sie dann aber auf derselben Seite der Sonne steht wie die Erde, so kehrt sie uns, wie der Mond zur Zeit des

Neumondes, die dunkle Seite zu, ist also unsichtbar. Zwischen diesen beiden Lagen durchläuft sie, wie Fig. 141 zeigt, alle Phasen. Halb erleuchtet ist sie in der östlichen und westlichen größten Elongation (gleichsam erstes Viertel in ersterer, letztes Viertel in letzterer); je näher sie der Erde kommt, desto schmaler, aber auch größer wird die Sichel. Trotzdem sind nach den Untersuchungen Müllers die Schwankungen der Helligkeit der Venus viel geringer, als man bis dahin geglaubt hatte. In der Nähe der oberen Konjunktion bleibt die Helligkeit sehr lange konstant, wächst dann langsam bis zur größten Helligkeit, welche ungefähr 35 Tage vor der unteren Konjunktion eintritt, und nimmt darauf sehr rasch ab. Nach der unteren Konjunktion wiederholen sich die Erscheinungen in umgekehrter Reihenfolge. In dem ganzen Zeitraum von 220 Tagen, während dessen die Venus hinreichend weit von der Sonne entfernt steht, um bequem photometrisch beobachtet werden zu können (von 60 Tagen nach bzw. vor der oberen Konjunktion

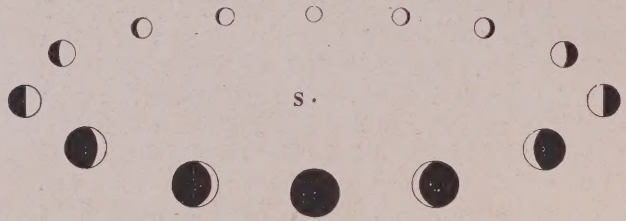


Fig. 141.

bis zu 12 Tagen vor bzw. nach der unteren Konjunktion), schwankt ihre Helligkeit überhaupt nur um eine Größenklasse. Ein besonders auffälliger „größter Glanz" tritt also gar nicht ein, entgegen der früher herrschenden Meinung. Während des ganzen erwähnten Zeitraums kann Venus mit bloßem Auge bei Tage gesehen werden, natürlich nur bei günstigen Luftverhältnissen und bei Anwendung der nötigen Vorsichtsmaßregeln. Im Maximum ihres Glanzes erreicht Venus die Größe -4.3[1]), ist dann also etwa 60mal so hell als der Stern erster Größe Arktur. Bei verschiedenen Phasenwinkeln zeigt die Helligkeit der Venus ein ganz anderes Verhalten als diejenige des Merkur, und wir müssen hieraus auf eine von der des Merkur sehr verschiedene Beschaffenheit der Oberfläche und der Atmosphäre schließen. Außerordentlich groß (0.59) ist die Albedo der Venus. Die Konjunktionen der Venus folgen in Zwischenräumen von ungefähr 584 Tagen auf einander, z. B. 1922 Februar 8 (obere), 1922 November 24 (untere), 1923 September 10 (obere).

Begreiflicherweise untersuchte man mit dem Fernrohre sehr bald neben

[1]) Eine nähere Erklärung dieser Bezeichnungsweise für die Helligkeit findet sich in dem Abschnitt „Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne".

den anderen Planeten auch Venus auf Flecke ihrer Oberfläche, aus denen man einen Schluß auf die Rotationszeit hätte ziehen können. Im April 1667 glaubte D. Cassini einen hellen Fleck auf der Venus zu sehen, durch dessen Verfolgung an mehreren aufeinander folgenden Abenden er eine Rotationszeit von 23^h bis 24^h fand; doch hatte er selbst kein festes Vertrauen zu der Richtigkeit dieses Resultates. Sechzig Jahre später vermutete der italienische Astronom Bianchini (Blanchinus), dessen Fernrohr Seite 110 abgebildet ist, die Existenz verschiedener Flecke auf dem Planeten, die er für Meere hielt. Indem er dieselben Nacht für Nacht beobachtete, glaubte er sich zu dem Schlusse berechtigt, Venus brauche zur Umdrehung um ihre Achse mehr als 24 Tage. Dieses überraschende Resultat wurde von dem jüngeren Cassini kritisiert, welcher zeigte, daß Bianchini, der jeden Abend den Planeten nur für eine kurze Zeit betrachtete und dabei die Flecke stets in nahe derselben Position fand, ganz irrtümlich gefolgert habe, der Planet hätte sich nur sehr wenig von Nacht zu Nacht gedreht, während er in Wirklichkeit eine volle Umdrehung und etwas darüber gemacht habe. Am Schlusse von 24 Tagen würde er in der ursprünglichen Lage gesehen werden, mittlerweile aber 25 Umdrehungen, anstatt einer einzigen, wie Bianchini annahm, gemacht haben. Als endgültigen Wert nahm der jüngere Cassini schließlich eine Rotationsdauer von $23^h\,22^m$ an.

Zwischen 1788 und 1793 wandte Schröter auf Venus eine Beobachtungsmethode an, die derjenigen ähnlich war, welche er zur Ermittlung der Merkurrotation benutzt hatte. Er beobachtete nämlich die Hörner des Planeten, wenn derselbe als Sichel erschien. Indem er nun auch hier wieder gezahnte, ungleichförmige Spitzen zu bemerken glaubte und dieses Aussehen wie bei Merkur dem Vorhandensein eines hohen Berges zuschrieb, leitete er eine Rotationsdauer von $23^h\,21^m\,19^s$ ab.

Herschel andererseits war nahe um dieselbe Zeit nicht imstande, beständige Flecke auf der Venus oder Ungleichmäßigkeiten der Beleuchtungsgrenze sowie Veränderungen der Hörnerspitzen wahrzunehmen. Gelegentlich glaubte er zwar Flecke zu erkennen; diese veränderten sich aber so sehr und verschwanden so rasch, daß er über die Rotation des Planeten nicht ins klare kommen konnte. Er vermutete daher, daß Venus von einer Atmosphäre umgeben sei, und daß, wenn etwa gelegentlich besondere Flecke gesehen würden, diese Wolken oder anderen veränderlichen atmosphärischen Erscheinungen zuzuschreiben seien.

Auch Beer und Mädler, die 1833 bis 1836 die Venus eifrig beobachteten, kamen in Hinsicht auf die Flecke und die daraus abzuleitende Rotationszeit zu einem negativen Resultat. Wenige Jahre später glaubte dagegen De Vico in Rom, die von Bianchini mehr als ein Jahrhundert früher gefundenen Flecke wieder entdeckt zu haben, und er leitete aus ihnen als Rotationszeit des Planeten $23^h\,21^m\,22^s$ ab.

Die sorgfältigen Beobachtungen Schiaparellis, sowie seine Diskussion aller älteren Beobachtungen haben diesen Astronomen zu dem Resultate geführt, daß auch Venus, ebenso wie Merkur, eine Rotationszeit besitze, die gleich ihrer Umlaufszeit sei, also gleich 225 Tagen. Auch bei Venus vermutete Schiaparelli die Beständigkeit einiger Flecke auf der Oberfläche, aber dieselben sind sehr zart und daher nur schwer zu sehen.

Ebenso, wie Schiaparellis Entdeckungen betreffs der Rotationszeit des Merkur von anderen Astronomen teils bestätigt worden sind, teils bestritten werden, verhält es sich auch mit seinen Ansichten über die Rotation der Venus. Namentlich Lowell verteidigte die Annahme einer langen Rotationsdauer auf Grund seiner Beobachtungen. Wie auf Merkur, so hat er auch auf Venus dunkle, geradlinige Streifen gesehen, deren Wahrnehmung auf anderen Sternwarten nicht geglückt ist, und die daher von der Mehrzahl der Astronomen für Täuschung gehalten wurden. Andere Beobachter glauben jedoch, die Ansicht, daß Venus in 24^h rotiere, aufrecht erhalten zu können. So schließt Lau, der neuerdings Venus sorgfältig beobachtet hat, aus dem Erscheinen und Verschwinden eines hellen Fleckes auf eine Rotationszeit von etwa 24^h. Auch hat Lau, wie schon einige andere Beobachter vor ihm, auf Venus weiße Polflecke, ähnlich wie auf Mars, gesehen.

Bei der Beurteilung aller dieser verschiedenen Angaben ist zu bedenken, daß die Beobachtung des Oberflächendetails der beiden inneren Planeten außerordentlich schwierig ist, und daß dabei selbst der geschickteste und gewissenhafteste Beobachter leicht Täuschungen unterliegen kann, die physiologischer Natur sind. Die Untersuchungen Villigers an seitlich beleuchteten, weißen Kugeln haben gezeigt, daß auf solchen zarte, dunkle Flecke aufzutreten scheinen, die von verschiedenen Personen gleichartig gesehen werden; derartige Erscheinungen werden auch bei der Betrachtung sehr heller Planetenscheiben zustande kommen und die Beobachtungen verfälschen.

Nach dem Gesagten muß es als höchst erwünscht bezeichnet werden, eine Methode zur Bestimmung der Rotationsdauer der Venus zu besitzen, welche von allen diesen Schwierigkeiten frei ist. Eine solche Methode ist in der Tat vorhanden: sie besteht in der Anwendung des Dopplerschen Prinzips, nach welchem die Spektra, die von verschiedenen Teilen des Randes der Planetenscheibe herrühren, gegeneinander verschoben erscheinen; aus der Größe der Verschiebung kann man die Dauer der Rotation berechnen. Nur ist die Anwendung dieser Methode auf Venus außerordentlich schwierig, weil die hier in Betracht kommenden Geschwindigkeiten sehr gering sind. Daher ist man denn auch bisher auf diesem Wege ebenfalls zu widersprechenden Resultaten gelangt, indem Belopolsky in Pulkowa eine kurze Rotationsperiode, Slipher auf der Lowell-Sternwarte in Amerika dagegen eine lange gefunden hat, wie sie den Behauptungen von Schiaparelli und Lowell entspricht. Es ist aber trotzdem vorauszusehen, daß die Frage der Rotationszeit

auf diese Weise entschieden werden wird, und vielleicht wird sich die spektroskopische Methode auch auf Merkur anwenden lassen, bei dem die Schwierigkeiten allerdings noch größer sind.

Während in dem alten Streit um die Rotationsdauer der Venus, ob etwa 24 Stunden oder 225 Tage, die neueren Beobachtungen für die kurze Dauer zu sprechen scheinen, gibt es auch ein indirektes Argument zugunsten der kurzen Dauer. Würde nämlich die Rotationsdauer 225 Tage betragen, so würde Venus, da ihre Umlaufszeit um die Sonne auch 225 Tage beträgt, der Sonne immer dieselbe Seite zukehren, genau wie der Mond immer dieselbe Seite der Erde zukehrt. Die dauernd von der Sonne bestrahlte Hälfte der Venus müßte sehr heiß werden, die Feuchtigkeit auf dieser Seite würde verdampfen und sich auf der anderen, dauernd dunklen und kalten Hälfte des Planeten als Schnee und Eis niederschlagen. Es wäre dann kaum anzunehmen, daß der Planet gleichmäßig von einer dichten Wolkenschicht bedeckt sein könnte, wie es der Fall zu sein scheint aus Gründen, die sogleich näher besprochen werden sollen.

Die Beobachtungen verschiedener Astronomen sowie der Anblick der Venus in der Nähe der unteren Konjunktion, endlich die bei den Venusdurchgängen beobachteten Erscheinungen machen die Existenz einer wolkenreichen Atmosphäre sehr wahrscheinlich. Wenn Venus als schmale Sichel erscheint, ist öfters auch der der Sonne fernere Rand erleuchtet gesehen worden, so daß sie als vollständige, von einem feinen Lichtsaum umgebene Scheibe erschien; ein solcher Lichtsaum ist auch bei den Venusdurchgängen bemerkt worden. Zum ersten Male wurde diese Erscheinung von Thorman Bergman in Upsala beim Venusdurchgang von 1761 beobachtet; eine Bestätigung erfolgte durch Rittenhouse in Philadelphia beim Venusdurchgange von 1769. Als Venus etwa halb in die Sonnenscheibe eingetreten war, erschien derjenige Teil des Planetenrandes, der außerhalb der Sonne war, erleuchtet, so daß der Umriß des ganzen Planeten gesehen werden konnte. Da diese Wahrnehmung durch andere Beobachter nicht bestätigt wurde, so scheint sie keine Aufmerksamkeit erregt zu haben. Indessen fanden Schröter 1790 und Mädler 1849, daß, als Venus nahe ihrer unteren Konjunktion war, die erleuchtete Sichel sich über mehr als einen Halbkreis ausdehnte.

Weitere Beobachtungen dieser Art wurden von Prince in Uckfield (England) im September 1863 und von Lyman in New Haven (Vereinigte Staaten) im Dezember 1866 angestellt. Zu diesen beiden Zeitpunkten war Venus in der unteren Konjunktion sehr nahe ihrem Knoten, passierte demnach fast die von der Erde zur Sonne gezogene Linie. Bei Prüfung der schmalen Sichel des Planeten mit einem mäßig vergrößernden Fernrohre konnten die Beobachter den ganzen Umriß der Planetenscheibe sehen, indem sich ein freilich äußerst zarter Lichtfaden um die der Sonne fernere Seite zog. Ähnliche Wahr-

nehmungen sind in der Folge noch von mehreren anderen Beobachtern gemacht worden. Nach Russell lassen sie sich durch Dämmerungserscheinungen in der Atmosphäre der Venus zwanglos erklären, ohne daß man diese Atmosphäre als übermäßig hoch und dicht anzunehmen braucht.

Trotz der übereinstimmenden Zeugnisse von Rittenhouse, Mädler und Lyman wurde die Tragweite ihrer Beobachtungen in Beziehung auf das während des Venusdurchganges von 1874 zu Erwartende gänzlich übersehen. Viele Beobachter waren dementsprechend sehr überrascht, zu finden, daß, als Venus zum Teil innerhalb, zum Teil außerhalb der Sonnenscheibe stand, der Umriß des Teiles außerhalb der Sonne an einer zarten, sich an ihm hinziehenden Lichtlinie unterschieden werden konnte. In einigen Fällen wurde die Zeit der inneren Berührung beim Austritte des Planeten verloren, da der Beobachter irrtümlich diese Lichtlinie für den letzten Sonnenstrahl hielt. Auch bei dem Venusdurchgange von 1882 wurde der Lichtring gesehen und wirkte wiederum störend auf die Beobachtungen ein.

Das Spektroskop gibt keine Andeutung, daß die Atmosphäre der Venus eine beträchtliche Absorption auf das Licht, welches sie durcheilt, ausübt. In dem vom Planeten reflektierten Lichte werden weder neue Spektrallinien gefunden, noch weicht das Spektrum mit Sicherheit vom normalen Sonnenspektrum ab, mit der Ausnahme vielleicht, daß einige tellurische Absorptionsstreifen etwas verstärkt werden (Vogel). Es würde dies anzeigen, daß die Atmosphäre der Venus hinsichtlich ihrer Beschaffenheit nicht in irgend bemerklichem Grade von unserer eigenen abweicht, oder wenigstens, daß sie nicht Gase enthält, welche eine besondere selektive Absorption auf das Licht ausüben. Indessen besteht auch die Möglichkeit, daß das Sonnenlicht überhaupt nicht tief in die Atmosphäre des Planeten eindringt, sondern schon in den oberen Schichten derselben von Wolken reflektiert wird. Die Schlüsse aus den spektroskopischen Beobachtungen sind daher nicht unbedingt beweisend.

Viele Astronomen haben die dunkle Seite der Venus schwach erleuchtet gesehen, ähnlich, nur in weit geringerem Grade, wie man an klaren Abenden zwischen Neumond und erstem Viertel die nicht beleuchtete Mondseite sehen kann. Es ist bekannt, daß beim Monde die dunkle Hemisphäre durch das von der Erde reflektierte Licht sichtbar wird. Für Venus aber ist das Erdenlicht bei weitem nicht stark genug, um ihre dunkle Seite sichtbar zu machen. Da also keine genügend helle äußere Lichtquelle existiert, so hat man das schwache Leuchten einer Phosphoreszenz der Oberfläche des Planeten zugeschrieben. Wäre ein solches Leuchten unter günstigen Bedingungen stets wahrzunehmen, so würde man bei Annahme dieser Erklärungsweise keiner ernsten Schwierigkeit begegnen. Da es aber nur selten gesehen wird, so ist schwer zu begreifen, wie eine bloß zeitweilige Ursache auf einmal so auf die Oberfläche eines Planeten von der Größe unserer Erde

wirken sollte, daß dieselbe leuchtend wird. In der Tat macht es nun ein Umstand wahrscheinlich, daß die ganze Erscheinung auf irgend einer noch unerklärten optischen Täuschung beruht. Jenes Leuchten wird nämlich fast immer am Tage oder in der hellen Dämmerung wahrgenommen, selten in der Dunkelheit. Ein solches mattes Licht müßte aber eigentlich in der Nacht leichter als am Tage gesehen werden. Hierin liegt offenbar ein Widerspruch, und solange dieser nicht aufgeklärt ist, sind wir vielleicht ebenso berechtigt, an eine optische Täuschung zu glauben, als einen objektiven Grund anzunehmen. Erwähnt muß noch werden, daß Vogel und Lohse 1871 in Bothkamp zwar auch diesen Lichtschein an verschiedenen Tagen gesehen haben; er verbreitete sich aber nicht über die ganze Nachtseite, sondern war nur bis 30^0 oder 40^0 von der Beleuchtungsgrenze zu verfolgen. Vogel läßt unentschieden, ob wir es hier mit einem durch eine sehr dichte Atmosphäre hervorgerufenen Dämmerungsphänomen oder mit einer spontanen, elektrischen Lichtentwicklung zu tun haben. Vielleicht beruht indessen auch diese Beobachtung auf einer optischen Täuschung.

Man kann die Fehler, denen Beobachtungen mit unvollkommenen Instrumenten unterworfen sind, nicht besser illustrieren, als durch die Beobachtungen eines hypothetischen Satelliten der Venus, die im 17. und 18. Jahrhundert gemacht worden sind. Im Jahre 1672 und dann wieder 1686 sah D. Cassini ein schwaches Objekt nahe der Venus, welches, wie sie, eine Phase zeigte. Aber er sah es nur in diesen beiden Fällen. Ein ähnliches Objekt wurde von Short in England am 23. Oktober 1740 wahrgenommen. Der Durchmesser des Objekts war ein Drittel von dem der Venus, und es zeigte wiederum eine ähnliche Phase. Verschiedene andere Beobachter bemerkten dasselbe zwischen 1760 und 1764. Lambert ging selbst so weit, aus allen diesen Beobachtungen eine Bahn zu berechnen; aber es war eine Bahn, in welcher kein Satellit die Venus umkreisen könnte, wenn nicht die Masse der letzteren zehnmal so groß wäre, als sie wirklich ist. Anderthalb Jahrhunderte sind seitdem verflossen, ohne daß man den Satelliten wiedergesehen hat, und die Tatsache, daß der Planet in dieser Zeit mit weit besseren Fernrohren als früher geprüft worden ist, beweist hinreichend, daß das Objekt in Wirklichkeit nicht vorhanden gewesen ist.

Wie jene Beobachter, die es zu sehen glaubten, so getäuscht werden konnten, ist jetzt nach so langer Zeit nicht mit Gewißheit zu sagen. Mit großer Wahrscheinlichkeit können wir indessen behaupten, daß sie in einigen Fällen durch die falschen Bilder irregeführt wurden, welche sehr helle Objekte bis zu einem gewissen Grade in jedem Fernrohre geben, und die durch das Licht hervorgerufen werden, welches von der Hornhaut des Auges nach der nächsten Oberfläche des Okulars und von da zurück zum Auge reflektiert wird. Ähnliche falsche Bilder entstehen mitunter auch durch Reflexion des Lichtes zwischen den Oberflächen der verschiedenen Linsen des Okulars,

und Aufgabe des Beobachters ist es, sie von wirklichen Objekten unterscheiden zu lernen. Sie können auch durch fehlerhafte Justierung der Okularlinsen entstehen und dann, sobald das wirkliche Objekt im Zentrum des Gesichtsfeldes ist, für einen Augenblick selbst den erfahrensten Beobachter täuschen. Nicht in allen Fällen, in denen der Venusmond gesehen wurde, ist indessen diese Erklärung befriedigend, da einige der Beobachter sich davon überzeugt haben, daß ein falsches Bild nicht vorlag. Gerade für diese Fälle ist es aber Stroobant gelungen, nachzuweisen, daß zu den betreffenden Zeiten ein heller Fixstern nahe bei der Venus stand, und daß dieser für einen Satelliten angesehen wurde.

Über die Vorübergänge der Venus vor der Sonne und deren Bedeutung für die Bestimmung der Sonnenentfernung haben wir früher gesprochen.

4. Die Erde.

Unsere Erde (♁) ist der dritte Planet nach der Reihenfolge der Entfernung von der Sonne und der größte in der Gruppe der vier sonnennahen Planeten. Ihre mittlere Entfernung von der Sonne beträgt etwa 149½ Millionen Kilometer; aber die Entfernung ist Anfang Januar eines jeden Jahres um 2½ Millionen Kilometer geringer und Anfang Juli um ebensoviel größer als dieses Mittel. Die wirkliche Distanz variiert also zwischen 147 und 152 Millionen Kilometer. Wie früher bereits bemerkt, sind diese Zahlen um höchstens 170000 Kilometer unsicher.

Daß die Erde in 24^h um ihre Achse rotiert, haben wir schon früher aus der scheinbaren täglichen Umdrehung des Himmelsgewölbes geschlossen. Es lassen sich aber auch direkte, experimentelle Beweise für die Rotation der Erde beibringen, und wenigstens die bekanntesten von ihnen sollen hier kurz dargelegt werden.

Schon Newton erkannte ganz klar, daß ein aus großer Höhe herabfallender Körper infolge der Erdrotation eine östliche Abweichung von der senkrechten Fallrichtung zeigen muß. Ein in einer gewissen Höhe, z. B. auf der Spitze eines Turmes, befindlicher Gegenstand wird sich nämlich wegen seiner größeren Entfernung von der Erdachse infolge der Erdrotation linear schneller von West nach Ost bewegen als ein senkrecht unter ihm (am Fuße des Turmes) befindlicher. Fällt der Gegenstand von der Spitze des Turmes herab, so behält er jene größere lineare Geschwindigkeit bei, er wird also nicht genau senkrecht herabfallen, sondern etwas nach Osten hin abweichen. Diese theoretisch erforderliche östliche Abweichung experimentell nachzuweisen, ist indessen sehr schwierig, denn sie ist nur sehr gering, und mancherlei störende Ursachen, z. B. Luftströmungen, können den Effekt gänzlich verwischen. Größere Versuchsreihen dieser Art sind von Guglielmini in Bologna (1792), Benzenberg in Hamburg (1802) und in Schlebusch (1804), Reich in Frei-

berg in Sachsen (1831) und Hall in Cambridge, Mass. (1902) ausgeführt werden. Reich, der seine Untersuchungen in einem Minenschacht ausführte und über eine Fallhöhe von 158.5 m verfügte, konstatierte eine östliche Abweichung des fallenden Körpers von 28.4 mm, während die Theorie eine solche von 27.5 mm erforderte, so daß also Experiment und Theorie in naher Übereinstimmung standen. Ohne die Rotation der Erde wäre jene Abweichung nicht verständlich.

Eine weitere Methode, die Erdrotation unmittelbar sichtbar zu machen, wurde von Foucault ersonnen; das „Foucaultsche Pendelexperiment" hat große Berühmtheit erlangt, da es tatsächlich einen außerordentlich sinnfälligen Beweis für die Erdrotation liefert.

Denken wir uns über einem Pole der Erde ein Fadenpendel aufgehängt, welches frei in jeder beliebigen Ebene schwingen kann. Dieses Pendel werde nun in einer bestimmten Ebene in Schwingungen versetzt; bei geeigneter Anordnung des Versuches wird es diese Schwingungen lange Zeit hindurch beibehalten, und zwar werden sie immer in derselben Ebene erfolgen, da keinerlei Grund vorliegt, weshalb diese Ebene sich ändern sollte. Die Erdrotation wird nun bewirken, daß die Erde sich unter dem Pendel dreht; da der Beobachter aber die Drehung der Erde mitmacht, so wird es scheinen, als ob es die Schwingungsebene des Pendels sei, welche sich dreht, und nicht die Erde. Nach einer Stunde wird die Schwingungsebene um $^1/_{24}$ von 360° oder um 15° von ihrer Anfangsrichtung abweichen, nach 12^h würde das Pendel in entgegengesetzter Richtung zu schwingen scheinen wie zu Beginn, nach 24^h würde alles wieder so sein wie zu Anfang. Die Drehung der Schwingungsebene wird in entgegengesetzter Richtung vor sich zu gehen scheinen wie die der Erde, am Nordpol also im Sinne der Bewegung des Uhrzeigers.

Am Äquator findet eine solche Drehung der Schwingungsebene eines Fadenpendels offenbar nicht statt, wie eine leichte Überlegung zeigt. Auf allen übrigen Breitenkreisen aber wird sie auftreten, und zwar wird die Drehung um so rascher sein, je näher der Beobachtungsort einem der Pole ist. In unseren Breiten (52°) beträgt die stündliche Drehung des Foucaultschen Pendels fast 12°.

Foucault führte sein Experiment zuerst 1851 im Pantheon in Paris öffentlich vor und erregte damit großes Aufsehen. Damit die Pendelschwingungen hinreichend langsam sind und für eine größere Zeitdauer erhalten bleiben, wählt man für das Experiment Pendel von sehr großer Länge, die aus einer an einem Faden befestigten, ziemlich schweren Kugel bestehen. Höchst merkwürdig ist die Tatsache, daß schon im siebzehnten Jahrhundert Viviani in Florenz die durch die Erdrotation verursachte scheinbare Drehung der Schwingungsebene der Pendel wahrgenommen hat, ohne indessen eine Erklärung dafür geben zu können.

Außer seinem Pendelexperiment erfand Foucault noch eine andere Methode, um die Rotation der Erde direkt zu beweisen. Ein in rascher Umdrehung befindlicher Kreisel setzt bekanntlich Änderungen der Lage seiner Achse einen starken Widerstand entgegen. Hängt man nun einen Kreisel so auf, daß seine Achse in jede beliebige Richtung gebracht werden kann, und daß er in jeder dieser Lagen im Gleichgewicht ist, und versetzt ihn in rasche Rotation, so wird die Achse die Richtung im Raume, in die sie anfangs eingestellt war, unverändert beibehalten, ihre Lage gegen die rotierende Erde also zu ändern scheinen, wenn jene Anfangslage passend gewählt ist. Man nennt einen solchen Apparat ein Gyroskop; das Prinzip desselben findet Anwendung in den sogenannten Kreiselkompassen für Schiffe.

Noch andere experimentelle Beweise für die Rotation der Erde zu erörtern, würde hier zu weit führen. So können leider auch die sinnreichen Versuche, die Hagen auf der Sternwarte des Vatikans mit dem „Isotomeograph" genannten Apparat ausgeführt hat, hier nicht näher erklärt werden.

Vieles von dem, was wir die Astronomie der Erde nennen könnten — wie die Länge des Jahres, die Schiefe der Ekliptik, die Ursache der Änderungen in den Jahreszeiten und in der Tageslänge, ferner die Gestalt, Größe und Dichtigkeit der Erde —, ist in früheren Kapiteln schon behandelt worden, so daß hier nur weniges von rein astronomischem Charakter hinzuzufügen ist. Die Darstellung ihrer speziellen Oberflächengestaltung und der Erscheinungen der Atmosphäre gehört mehr in das Gebiet der Geographie und Meteorologie, als in das der Astronomie. Aber die physische Beschaffenheit der Erde gibt zu verschiedenen Fragen Anlaß, bei deren Behandlung astronomische Betrachtungen ins Spiel kommen.

Wichtig ist besonders die Betrachtung über den Zustand der großen inneren Masse unseres Planeten. Es ist bekannt, daß sich beim Eindringen in das Innere der Erde eine Temperaturerhöhung bemerkbar macht, die an verschiedenen Orten verschieden ist. In der Regel beträgt die *geothermische Tiefenstufe*, d. h. der Tiefenunterschied, welcher eine Temperaturzunahme von 1° C bedingt, etwa 30 m bis 40 m, doch hat man auch Werte der Tiefenstufe von wenigen Metern bis mehr als 100 m beobachtet. Wegen der höheren Temperatur im Innern der Erde muß nun durch Leitung von den wärmeren zu den kälteren Teilen ein Wärmeausgleich stattfinden. Würde also nicht vom Innern her die Wärme stetig ergänzt, so würde die Ungleichheit durch Abkühlung der wärmeren Schichten bald verschwinden. Die Temperaturzunahme kann deshalb nicht etwas rein Oberflächliches sein, sondern muß sich in eine große Tiefe fortsetzen, und in einer Tiefe von etwa 200 Kilometern würden wir vermutlich eine Hitze finden, die die meisten der auf der Oberfläche befindlichen Gesteine zum Schmelzen brächte.

Man ist so zu der Hypothese geführt worden, daß die Erde eine Kugel geschmolzener Materie sei, umgeben von einer relativ dünnen, festen Kruste,

und man muß zugeben, daß geologische Tatsachen, sowie kosmogonische Betrachtungen, auf die wir später eingehen werden, dieser Anschauung im ganzen günstig sind. Die Schweremessungen zeigen, daß das spezifische Gewicht der Erde unter den Kontinenten im allgemeinen geringer ist als unter den Ozeanbecken, ein Ergebnis, das mit dieser Theorie in völligem Einklange steht[1]). Die schweren Massen würden, indem sie auf das innere Fluidum drücken, die umgebenden leichteren Massen zu erheben streben, und wenn beide im Gleichgewichte wären, würden die letzteren die höheren sein, ebenso wie ein schwimmender Block Tannenholz höher aus dem Wasser hervorragt als ein gleich großer Block Eichenholz. Die in vielen Gegenden so häufigen heißen Springquellen zeigen, daß es im Erdinnern zahlreiche heiße Regionen gibt, und diese Hitze kann nicht wohl rein lokal sein, weil sie sich dann rasch verteilen würde. Die Geologen finden aber das stärkste Argument für jene Theorie in den Vulkanen, denn die Lavaströme, welche diesen seit Tausenden von Jahren entströmen, beweisen, daß im Innern der Erde große Massen geschmolzener Materie vorhanden sind.

Aber die für die Annahme eines glühendflüssigen Erdinnern angeführten Gründe können doch nicht als stichhaltig angesehen werden. Der hauptsächlichste von ihnen, die Zunahme der Temperatur mit der Tiefe, scheidet aus, wenn man annimmt, daß die Erdkruste Radium enthält. Nach Liebenow genügt zur Erklärung der inneren Erdwärme als Folge der durch radioaktiven Zerfall frei werdenden Wärme schon ein Radiumgehalt von $^1/_{5000}$ mg in 1 cbm; das entspräche, auf die Oberfläche konzentriert gedacht, einer 6 cm dicken Schicht Joachimsthaler Pechblende.

Weit entscheidender als diese immerhin recht hypothetischen Erwägungen sprechen aber gegen ein flüssiges Erdinneres die Erscheinungen der Ebbe und Flut. Wäre die Erdkruste nämlich eine dünne, auf dem flüssigen Erdinnern schwimmende Schale, so würde sie den in der Flüssigkeit durch Mond und Sonne hervorgerufenen Gezeiten vollkommen nachgeben und die gleichen Bewegungen ausführen wie die Meere. Ein Steigen und Fallen des Meeres relativ zum Lande würde also gar nicht stattfinden. Aus dem Vorhandensein der Gezeiten des Meeres können wir daher schließen, daß die Erde der fluterzeugenden Wirkung von Sonne und Mond genau so wider-

[1]) Pratt hat aus den Gradmessungen und Pendelbeobachtungen in Indien 1855 geschlossen, daß die Massenanhäufungen der Kontinente und die Massendefekte der Ozeane durch unterirdische Dichtigkeitsverminderungen bzw. Dichtigkeitsüberschüsse ausgeglichen sind. Hiernach ist in einer gewissen Tiefe das Gewicht der über der Flächeneinheit liegenden, bis zur Oberfläche reichenden Masse überall das gleiche. Man nennt dieses Gleichgewicht in der Erdkruste „Isostasie"; die Fläche, oberhalb deren dieses Gleichgewicht herrscht, heißt nach Helmert, durch dessen Arbeiten diese Hypothese eine wesentliche Stütze erhalten hat, „Ausgleichsfläche". Die Tiefe der Ausgleichsfläche ist von Hayford aus Lotablenkungen und von Helmert aus Schwerestörungen übereinstimmend zu ungefähr 120 km gefunden worden.

steht, als ob sie vom Mittelpunkt bis zur Oberfläche eine feste Masse wäre. Lord Kelvin berechnete, daß, wenn die Erde so starr wie Stahl wäre, sie der genannten Wirkung so weit nachgeben würde, daß die Gezeiten des Meeres um ein Drittel kleiner als auf einer absolut starren Erde werden würden; d. h. die Anziehung der genannten Körper würde die Erde selbst in eine ellipsoidische Form bringen, statt nur die Meeresoberfläche zu deformieren. Die Ungleichförmigkeit der Meerestiefen und das Vorhandensein der Kontinente bereitet der Theorie der Meeresgezeiten so große Schwierigkeiten, daß bisher noch nicht gesagt werden kann, ob ihre Höhe tatsächlich nur $^2/_3$ des Betrages erreicht, den sie bei völlig starrer Erde haben müßte. Jedoch ist es E. v. Rebeur-Paschwitz mit Hilfe eines Horizontalpendels gelungen, die Gezeiten der festen Erde unmittelbar zu beobachten. Seine Resultate sind später von Hecker und anderen bestätigt worden, und Schweydar berechnete daraus, daß die Erde etwa dreimal so starr als Stahl ist, ein Resultat, das auch aus der Periode der Polschwankungen bestätigt wird. Durch äußerst genaue Messungen der Bewegung des Wasserspiegels an den Enden langer, in den Boden vergrabener Röhren fanden Michelson und Gale 1919, daß die Deformation der Erde 31% des Betrages erreicht, den eine vollkommen flüssige Erde zeigen würde.

Aus den Fortpflanzungsgeschwindigkeiten der Erdbebenwellen in verschiedenen Tiefen und aus der mittleren Dichte der ganzen Erde und der uns zugänglichen Oberflächenschichten hat Wiechert geschlossen, daß die Erde aus einem Metallkern von der Dichte 8.2 und einer Gesteinskruste von ungefähr 1500 km Dicke und der Dichte 3.2 besteht, getrennt durch eine verhältnismäßig dünne, plastische Magmaschicht, deren Existenz aber durch neuere theoretische Untersuchungen von Schweydar in Frage gestellt ist; dieses Magma müßte mindestens die Starrheit von Siegellack bei Zimmertemperatur haben.

Wenn man nach dem Gesagten nun auch nicht an der Ansicht von der Flüssigkeit des Erdinnern festhalten kann, so zweifelt doch niemand daran, daß das Innere unseres Planeten intensiv heiß ist — heiß genug, um die Gesteine bei Atmosphärendruck zu schmelzen —, aber es wird vermutet, daß der enorme Druck der äußeren Teile die inneren am Schmelzen verhindert. Von Lord Kelvin wird auch nicht bestritten, daß es im Erdinnern große Massen geschmolzener Materie geben müsse, aus denen die Vulkane ihre Nahrung ziehen; aber er behauptet, daß diese Massen, verglichen mit der Masse der ganzen Erde, immerhin nur klein seien.

Wir können uns übrigens keine Vorstellung von der Wirkung eines Druckes machen, der im Mittelpunkte der Erde über 2 Millionen Kilogramm auf das Quadratzentimeter beträgt, während die höchsten Drucke, die wir auf der Erdoberfläche und auch nur auf Teile von verschwindender Ausdehnung im Vergleiche mit den Massen des Erdinnern erzielen können, nur

einige tausend Kilogramm auf das Quadratzentimeter betragen. Überhaupt dürfen wir bei allen Hypothesen über das Erdinnere nie vergessen, daß uns auch im günstigsten Falle nur ein verschwindender Teil, etwa $^1/_{3000}$ von der Oberfläche bis zum Mittelpunkte gerechnet, erreichbar und erforschbar ist, und daß darum Vorsicht in der Verallgemeinerung von Schlüssen, die wir aus unseren im wörtlichsten Sinne sehr oberflächlichen Kenntnissen ziehen, geboten ist.

Schon vor längerer Zeit hat man die Frage aufgeworfen, ob nicht Massenumsetzungen auf oder in der Erde einen merklichen Einfluß auf die Lage der Rotationsachse der Erde und damit auf die Polhöhe ausüben können. Bessel äußerte bereits 1844 Zweifel an der Unveränderlichkeit der geographischen Breiten. Aber erst 1888 gelang es Küstner, damals Observator der Berliner Sternwarte, durch Diskussion seiner in den vorangehenden Jahren angestellten Beobachtungen den Beweis zu liefern, daß die Polhöhen in der Tat in geringem Grade veränderlich sind. Ähnliche Erfahrungen hatte gleichzeitig der Amerikaner Chandler gemacht, dem auch der Nachweis einer Veränderlichkeit der Polhöhen in genügend zuverlässigen älteren Beobachtungsreihen gelang. Weitere Messungen, die 1889/90 in Berlin, Potsdam, Straßburg und Prag ausgeführt und von Th. Albrecht in Potsdam bearbeitet wurden, bestätigten Küstners Resultate in vollem Maße, und eine nach Honolulu entsandte Expedition erbrachte den Nachweis, daß sich die Breite dieses Ortes im entgegengesetzten Sinne änderte, als es gleichzeitig die Breiten der genannten Stationen taten, die in bezug auf den Erdmittelpunkt eine Honolulu diametral entgegengesetzte Lage haben. Daraus mußte gefolgert werden, daß die beobachteten Veränderungen der Breite in der Tat durch Lagenänderungen der Erdachse hervorgerufen werden. Durch internationale Vereinbarung hat man dann später beschlossen, diese Veränderungen auf sechs unter 39° 8′ nördlicher Breite liegenden, möglichst gleichmäßig um die Erde verteilten Stationen fortdauernd zu bestimmen; diese Stationen waren: Carloforte (Italien), Tschardjui (Russisch Zentralasien), Mizusawa (Japan), Ukiah, Cincinnati und Gaithersburg (Vereinigte Staaten). DieBeobachtungen wurden von Ende 1899 bis 1915 gleichmäßig durchgeführt und von Th. Albrecht und B. Wanach bearbeitet; sie lieferten eine ungleich genauere Kenntnis der Polbewegung als die früheren, nicht so einheitlich organisierten Beobachtungsreihen. Leider schied 1915 Gaithersburg, 1916 Cincinnati und später auch Tschardjui aus, so daß seitdem nur noch auf drei Stationen weiter beobachtet wird.

Die in Fig. 142 dargestellte Bahn des Nordpols auf der Erdoberfläche von 1900 bis 1912 liegt innerhalb eines Kreises von 0″.7 oder etwa 20 m Durchmesser und bildet eine ziemlich unregelmäßige Spirale, die sich in etwa 7jähriger Periode erweitert und wieder zusammenzieht. Diese Erscheinung erklärt sich, wie Chandler schon aus den viel ungenaueren älteren Beobachtungs-

reihen ableiten konnte, in der Hauptsache durch Übereinanderlagerung einer 14monatigen (nach den neuesten Bestimmungen 433tägigen) und einer Jahresperiode. Schon im achtzehnten Jahrhundert hatte der große Mathematiker Euler gezeigt, daß, wenn eine meßbare Bewegung der Erdachse im Erdkörper vorhanden wäre, sie eine zehnmonatige Periode haben müßte, wobei freilich die Erde als vollkommen starrer Körper vorausgesetzt wird.

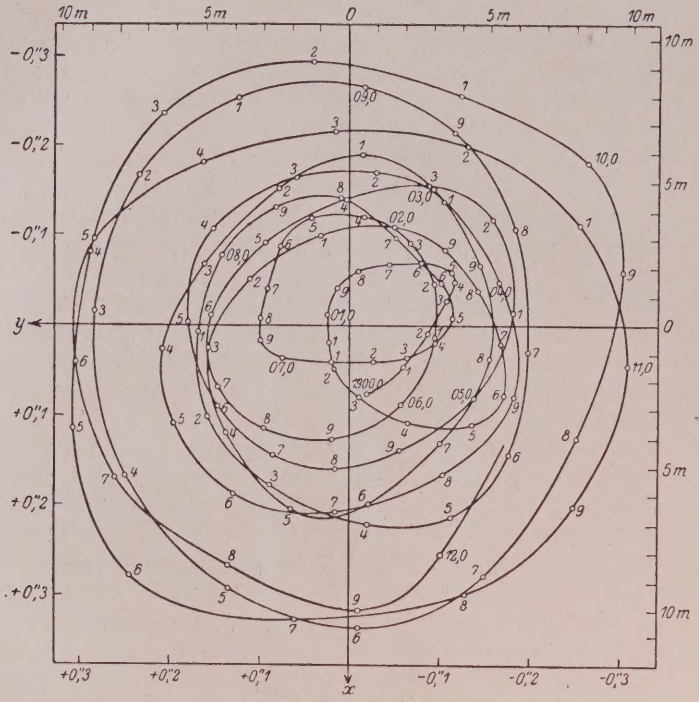


Fig. 142. Bahn des Nordpols von 1900—1912. (Nach Wanach.)

Vielleicht ist die Veränderlichkeit der Polhöhen gerade deshalb erst so spät entdeckt worden, weil man immer wieder nach dieser Eulerschen Periode gesucht hat, die sich in der Tat nicht zeigt; erst 1892 wies Newcomb nach, daß die vierzehnmonatige Chandlersche Periode nichts anderes ist als die durch unvollkommene Starrheit der Erde verlängerte Eulersche Periode, und nach Untersuchungen von Schweydar befindet sich der Starrheitskoeffizient der Erde, den man aus der Länge der Chandlerschen Periode berechnen kann, in guter Übereinstimmung mit dem aus den elastischen Gezeiten der Erde gefundenen Werte. Für die Jahresperiode aber haben Lamp und namentlich Spitaler eine Erklärung gegeben, die durch neuere Untersuchungen einen

hohen Grad von Wahrscheinlichkeit gewonnen hat; sie rührt danach her von den jahreszeitlichen Massenverlagerungen in der Atmosphäre, von der wechselnden Schneebelastung der Kontinente und ähnlichen Massentransporten. Da diese Vorgänge nur im Durchschnitt eine reine Jahresperiode, in den Einzelheiten aber starke Unregelmäßigkeiten zeigen, muß auch die in der Polbewegung zutage tretende Jahresperiode einen unregelmäßigen Verlauf haben.

Eine sehr merkwürdige Erscheinung, die der japanische Astronom Kimura entdeckte, bereitete der Erklärung große Schwierigkeiten; die sechs Stationen des internationalen Breitendienstes zeigten nämlich außer den von der Bewegung der Erdachse herrührenden Polhöhenschwankungen, die auf gegenüber liegenden Punkten eines Parallelkreises stets in entgegengesetztem Sinne verlaufen müssen, auch noch eine auf allen Stationen gleichzeitig in gleichem Sinne verlaufende Schwankung mit Jahresperiode im Betrage bis zu 0″.1. Zweijährige Beobachtungsreihen auf zwei Stationen in 31° 55′ südlicher Breite und 180° Längenunterschied (Bayswater in Westaustralien und Oncativo in Argentinien) lieferten eine Bestätigung dieser rätselhaften Erscheinung. Untersuchungen von Przybyllok und Wanach haben es sehr wahrscheinlich gemacht, daß ihre Hauptursache in systematischen Neigungsänderungen der Luftschichten gleicher optischer Dichte zu suchen ist, wodurch entsprechende Änderungen der atmosphärischen Strahlenbrechung hervorgerufen werden.

Ob auch säkulare, nichtperiodische Veränderungen der Polhöhen stattfinden, kann erst die Zukunft entscheiden; nur so viel läßt sich schon jetzt sagen, daß sie gegenwärtig sicher kleiner als 0″.5 im Jahrhundert sein müssen.

Erwähnt mag noch werden, daß die Polbewegung auch kleine Schwankungen der Längenunterschiede und der terrestrischen Azimute zur Folge hat.

Die Atmosphäre. Über die lichtbrechenden Eigenschaften der unsere Erde umhüllenden Gase (Sauerstoff, Stickstoff, sowie etwas Kohlensäure und geringe Mengen anderer, von Ramsay aufgefundener Gase), welche in der Refraktion des Lichtes in der Atmosphäre hervortreten, haben wir schon früher bei den astronomischen Beobachtungen und Instrumenten gesprochen und müssen hier noch einiger anderer wichtiger Erscheinungen, die ihr Dasein der Einwirkung des Lichtes auf die Atmosphäre verdanken, Erwähnung tun.

Die alltägliche Erfahrung zeigt die Gegenstände am Tage in gleichmäßiger Helligkeit. Der Grund hiervon liegt in der Tatsache, daß die Atmosphäre das Sonnenlicht überallhin zerstreut und reflektiert. Wäre die Luft absolut durchsichtig, so würde die Sonne an einem tiefschwarzen Himmel strahlen, und alle nicht direkt von ihr beschienenen und alle nicht selbstleuchtenden Objekte würden unsichtbar sein. Daß wir am Tage alles weit gleichförmiger hell sehen, als in der Nacht bei Mondschein, liegt an der außer-

ordentlichen Intensität des Sonnenlichtes, welches die sekundären Wirkungen viel stärker erscheinen läßt als das viel schwächere Mondlicht. Die Erscheinungen der Dämmerung, der unter besonders günstigen Verhältnissen stattfindenden sogenannten Gegendämmerung und die Unsichtbarkeit der Sterne am Tage erklären sich durch die Anwesenheit kleinster gasförmiger und flüssiger, das Sonnenlicht überallhin zerstreuender Teilchen der Atmosphäre. Das Blau des Himmels entsteht durch die verschiedene Zerstreuung des vielfarbigen Sonnenlichtes durch die Luftmoleküle. Die lebhaften, im Abend- und Morgenrot auftretenden Farben sind das Resultat verschiedenartiger Spiegelung und Brechung des Lichtes der Sonne in den Wasserbläschen der oberen Luftschichten; die Intensität der Farben hängt dabei wesentlich von der Menge des in der Luft enthaltenen Wasserdampfes ab.

Das Polarlicht. Erst in den letzten Jahrzehnten ist es gelungen, tiefer in die Natur dieser so wohlbekannten Erscheinung einzudringen. Daß sie in gewisser Beziehung zu den Erdpolen steht, zeigt die Tatsache, daß ihre Häufigkeit von der Breite abhängt. In den äquatorialen Gegenden unserer Erde ist sie sehr selten; sie wird häufiger, je weiter wir nach Norden oder Süden gehen. Die Region der größten Häufigkeit liegt indessen nicht an den Polen, sondern in der Nachbarschaft der Polarkreise, von wo sie nach Norden wie Süden abnimmt. Die Zone der größten Frequenz der Nordlichter ist am breitesten in der Nähe des magnetischen Nordpols (etwa 97° westl. Länge von Greenwich, 70° nördl. Breite). Für die in südlichen Gegenden auftretenden Südlichter und deren Beziehungen zum magnetischen Südpol (147° östl. Länge, 73° südl. Breite) ist das Beobachtungsmaterial noch ziemlich dürftig.

Das Polarlicht tritt in verschiedenen Formen auf, von denen bald die eine, bald die andere vorherrscht. Die wichtigsten sind:

1) Die Bogenform. Dieselbe besteht aus einem breiten Lichtbogen, den man in unseren Breiten meist nahe dem nördlichen Horizont wahrnimmt. Die beiden Enden des Bogens ruhen in der Regel zu beiden Seiten des magnetischen Nordpunktes auf dem Horizont. Von dem Bogen schießen häufig Strahlen empor; innerhalb des Bogens befindet sich das sogenannte dunkle Segment.

2) Die Bänderform (s. Fig. 143). Diese besteht aus zusammenhängenden Strahlen, welche frei in der Luft zu schweben scheinen und den Eindruck eines vom Winde bewegten, leuchtenden Bandes hervorrufen. Mitunter nimmt diese Erscheinung große Dimensionen an und macht dann den Eindruck eines faltigen Vorhanges.

In unseren Breiten sind die Formen des Polarlichtes in der Regel nicht so klar ausgeprägt. Es zeigt sich meist als weißlicher oder grünlicher, wolkenähnlicher Schein, der oft in seiner Struktur Ähnlichkeit mit den Cirruswolken hat. Bei größerer Intensität ist der untere Saum gewöhnlich etwas rot gefärbt.

Das Spektrum des Polarlichtes besteht aus einer Anzahl von hellen Linien, unter denen besonders eine Linie im Gelbgrün (λ 5578) hervortritt, welche zuerst von Ångström entdeckt wurde. Da derselbe weitere Linien nicht wahrnehmen konnte, so hielt er das Nordlicht für durchaus einfarbig. Spätere Beobachter, wie H. C. Vogel, Capron u. a., haben indessen noch verschiedene schwächere Linien gefunden, und seitdem man die Photographie auf die Erforschung des Polarlichtspektrums angewandt hat, wie es besonders

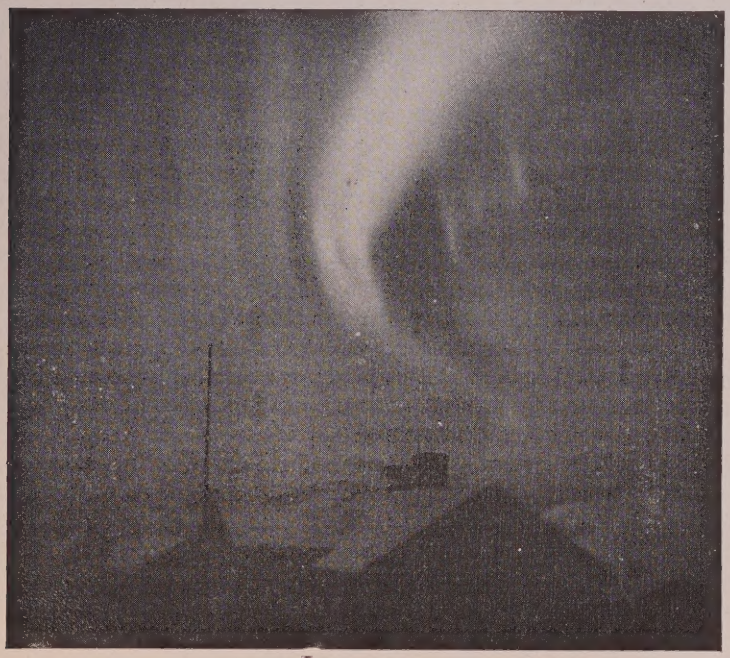


Fig. 143. Polarlicht nach einer photographischen Aufnahme von Störmer.

Paulsen, Sykora und Vegard getan haben, ist noch eine größere Anzahl von Linien entdeckt worden. Man hat geglaubt, die gelbgrüne Linie des Polarlichtes mit einer Linie des Kryptons, eines der in der Luft enthaltenen seltenen Gase, identifizieren zu können. Auch hat man die Hypothese aufgestellt, diese Linie gehöre einem unbekannten leichten Gase an, das nur in den obersten Schichten der Atmosphäre vorkäme. Neuerdings hat jedoch Stark nachgewiesen, daß sich fast alle Linien des Polarlichtes im Spektrum des Stickstoffes vorfinden. Insbesondere gelang es ihm, diejenigen Nordlichtlinien, die bisher im Stickstoffspektrum noch nicht bekannt waren, dadurch zu erzeugen, daß er Stickstoff durch Bestrahlung mit positiven elektrischen

Strahlen (Kanalstrahlen) zum Leuchten brachte. Der Ursprung der intensiven Linie im Gelbgrün ist jedoch noch nicht endgültig aufgeklärt.

Daß das Polarlicht auf das engste mit der Elektrizität und dem Magnetismus der Erde zusammenhängt, ist längst nachgewiesen. Während eines großen Nordlichtes werden so starke und unregelmäßige elektrische Ströme in den Telegraphendrähten erregt, daß die Beförderung von Depeschen oft schwierig, mitunter selbst unmöglich wird; die Magnetnadel ist gleichfalls in einem Zustande heftiger Bewegung. Vor der Anwendung des Spektroskops veranlaßten diese elektrischen Erscheinungen die Meinung, das Polarlicht entstände durch elektrische Ströme, welche durch die oberen Atmosphärenschichten von einem Pole zum anderen zögen. Nach den neueren Untersuchungen aber, besonders von Störmer und Stark, wird das Nordlicht durch elektrische Strahlen hervorgerufen, die von der Sonne ausgehen. Hauptsächlich kommen wahrscheinlich die sogenannten positiven Strahlen (Kanalstrahlen), d. h. positiv geladene schnell bewegte Atome oder Moleküle, zur Wirkung. In der Erdatmosphäre treffen diese Strahlen auf die Moleküle der Luft, hauptsächlich auf Stickstoffmoleküle, und durch den Aufprall werden diese Stickstoffmoleküle zum Leuchten erregt. Diese leuchtenden Stickstoffmoleküle bilden die uns sichtbare Erscheinung des Polarlichtes.

Verschiedene Versuche sind gemacht worden, um aus gleichzeitigen Beobachtungen besonders auffälliger Streifen oder Bänder von mehreren weit voneinander entfernten Stationen aus die Höhe des Polarlichtes über der Erdoberfläche zu bestimmen. Diese direkten Höhenmessungen sind aber sehr unsicher, und die Realität ihrer Ergebnisse ist sogar in vielen Fällen zweifelhaft. Erst die Anwendung der Photographie hat zu guten Resultaten geführt, und es sind norwegische Beobachter, zuerst Störmer, dann Vegard und Krogness, die durch eine große Reihe photographischer Höhenmessungen die Frage nach der Höhe der Nordlichterscheinungen befriedigend gelöst haben. Die Höhe des Nordlichtes geht zwar ausnahmsweise einmal bis 600 km, die überwiegende Mehrzahl der Nordlichter liegt aber in Höhen zwischen 100 und 110 km; unter 80 km ist keins beobachtet.

Die Häufigkeit der Polarlichter zeigt, wie diejenige der Sonnenflecke, eine elfjährige Periode, so daß ein Einfluß der Sonnentätigkeit auf die Zahl der Polarlichter angenommen werden muß. Ferner hat man in den Polarlichterscheinungen auch eine jährliche, eine tägliche und eine dem Mondumlauf gleichende Periode ziemlich sicher konstatiert. Auch eine Periode von 26 Tagen, die wohl mit der Rotation der Sonne zusammenhängt, ist vielleicht vorhanden.

Die Astronomie und das Wetter. Von jeher hat die große Mehrzahl der Menschen einen Zusammenhang zwischen astronomischen Erscheinungen und meteorologischen Vorgängen und einen Einfluß mancher Himmelskörper, vor allem des Mondes, auf das Wetter angenommen. Es ist dies

begreiflich; denn für die unmittelbare Anschauung spielen sich beide Gruppen von Erscheinungen einfach über der Erde „am Himmel" ab, und erst Abstraktion und Urteil lassen den wesentlichen Unterschied erkennen, der auch in räumlicher Hinsicht beide trennt. Dem naiven Menschen kommt nicht zum Bewußtsein, daß zwischen dem Monde und den „über ihn" ziehenden Wolken ein Zwischenraum von vielen Tausenden von Kilometern liegt, er nimmt die Dinge einfach, wie sie ihm der Augenschein zeigt, und sucht instinktiv kausale Beziehungen, wo es in Wirklichkeit keine gibt. Begünstigt wird er in dieser Auffassung durch die Tatsache, daß auf gewisse zölestische Phänomene häufig genug gewisse Änderungen im Zustande der Atmosphäre folgen; er nimmt dann diese zeitliche Folge für den Ausdruck einer gesetzmäßigen Beziehung und ignoriert einfach die ebenso häufigen Tatsachen, die seiner Auffassung direkt widersprechen. Dazu kommt noch die der Mehrzahl der Menschen überhaupt innewohnende Neigung zu verallgemeinern, Einzelnes, in engem Kreise Wahrgenommenes als allgemein gültig zu betrachten.

Das bekannteste Beispiel bietet der Mondwechsel und die Wetteränderung. Die meteorologische Statistik hat längst nachgewiesen, daß eine Abhängigkeit des Wetters von den Mondphasen nicht besteht, oder doch höchstens in so geringem Grade, daß sie eben erst durch sorgfältige, auf lange Zeiträume ausgedehnte Untersuchung, niemals aber unmittelbar wahrgenommen werden kann. Trotzdem hält sich der Landmann oder Schiffer immer wieder an die Fälle, wo für ihn und seine nächste Umgebung nach Neumond oder Vollmond oder erstem bzw. letztem Viertel eine Änderung des Wetters eintrat; daß in anderen, ähnlich beschaffenen Gegenden, für welche doch zu vollkommen gleicher Zeit dieselbe Mondphase stattfindet, oder daß in anderen Fällen, deren Zahl erwiesenermaßen nahezu die gleiche ist, eine Änderung nicht eintritt, wird übersehen.

Ähnlich wie mit dem Monde verhält es sich mit der Sonne, obschon hier die Sachlage weniger einfach ist. Daß Licht und Wärme der Sonne die direkte Ursache vieler, ja der wichtigsten Vorgänge und Zustände auf der Erde sind, ist bekannt; daß ferner zwischen gewissen, auf der Sonne und auf der Erde auftretenden Erscheinungen ein physischer Zusammenhang besteht, kann nicht bezweifelt werden. Die Beziehungen aber, die zwischen den elektrischen Kräften und Phänomenen beider Himmelskörper bestehen, sofort auf andere Vorgänge zu übertragen und z. B. zwischen der Sonnenfleckenperiode und der auf der Erde herrschenden Witterung einen kausalen Zusammenhang zu suchen, erscheint mindestens bedenklich. Solange wir nicht imstande sind, für analog gelegene und beschaffene Gegenden der gesamten Erde, nicht bloß für einen beschränkten Raum, wie es ein einzelnes Land ist, einen Parallelismus dieser oder ähnlicher Erscheinungen nachzuweisen, solange erscheinen auch Betrachtungen solcher Art als hypothetisch. Zu diesem Nachweis aber gehören Jahrzehnte hindurch an den

verschiedensten Orten der Erde konsequent und systematisch durchgeführte Beobachtungen, wie wir sie bis jetzt nur für wenige Gegenden von geringer Ausdehnung besitzen. Jedenfalls steht es fest, daß, wenn wirklich ein Einfluß der Sonnenfleckenhäufigkeit auf die irdische Witterung vorhanden ist, derselbe nur sehr gering sein kann.

Immerhin mag zugegeben werden, daß die Wahrscheinlichkeit eines Zusammenhanges zwischen derartigen periodischen Erscheinungen und den meteorologischen Vorgängen auf der Erde für die Sonne größer ausfällt als für den Mond, welcher schon durch seine Stellung in unserem Planetensystem, durch seine geringe Masse und durch seine physische Beschaffenheit eine weit untergeordnetere Rolle spielt als der mächtige, in höchster Tätigkeit befindliche Zentralkörper.

Daß andere Himmelskörper, wie die Planeten, die Millionen von Kilometern von uns entfernt sind, und wie die Kometen, deren Masse außerdem noch außerordentlich gering gegen die der Erde ist, auf diese keinen irgendwie merkbaren Einfluß ausüben können, braucht nicht ausführlich erörtert zu werden. Nur lebhafte Phantasie hat auch diese Himmelskörper, besonders aber die Kometen, von jeher in Verbindung mit irdischen Vorgängen zu bringen gesucht und wird dies, wenngleich in beschränkterem Umfange, wohl auch weiterhin tun. Denn die Erkenntnis, die solche Phantasiebilder vernichtet, ist das Ergebnis eines allmählichen Erziehungsprozesses, den nur ein geringer Teil der Menschheit durchzumachen vermag.

5. Der Mond.

Von allen Himmelskörpern ist der Mond (☾) unserer Erde bei weitem der nächste. Die Entfernung wie die Größe des Mondes läßt sich, eben wegen seiner Nähe, mit besonderer Genauigkeit aus seiner Parallaxe ableiten, welche (genauer ausgedrückt, die horizontale Äquatorialparallaxe) sich zu 57′ 2″.7 ergeben hat. Damit folgt die mittlere Entfernung zu 60.267 Erdäquatorhalbmessern oder zu rund 384400 km. Wegen der Elliptizität seiner Bahn und der durch die Sonne erzeugten Störungen schwankt die Entfernung während eines Umlaufs um etwa 15000 km bis 27000 km um diesen Mittelwert; die kleinstmögliche Distanz ist etwa 357000 km, die größtmögliche 407000 km. Der Durchmesser des Mondes beträgt 3470 km oder etwas weniger als $^2/_7$ von dem der Erde, seine Oberfläche ist also $^1/_{13}$ der Erdoberfläche; sein Rauminhalt ist etwa $^1/_{50}$ des Erdvolumens, und wäre er von gleicher Dichte, so würden auch die Massen in demselben Verhältnis stehen. In Wirklichkeit beträgt aber die Masse des Mondes nur etwa $^1/_{81}$ von der der Erde; es folgt daraus, daß seine Dichte oder das spezifische Gewicht des Materials, aus welchem er besteht, etwa 0.6 der mittleren Erddichte beträgt[1]).

[1]) Vergleiche die Elemente im Anhang.

Verhalten von Rotation zu Revolution und Figur des Mondes. Die auffallendste Eigentümlichkeit der Bewegung des Mondes ist die, daß er in derselben Zeit (27^d3) um seine Achse rotiert, in welcher er sich um die Erde bewegt, und uns so stets dieselbe Seite zuwendet; die andere Seite bleibt dem menschlichen Auge für immer verborgen.

Daß diese Gleichheit von Revolutions- und Rotationszeit des Mondes rein zufällig sein sollte, ist im höchsten Maße unwahrscheinlich, und sie läßt sich auch in der Tat auf ziemlich einfachem Wege erklären. Als sich nämlich der Mond noch in feurig-flüssigem Zustande befand, muß die Anziehung der Erde sehr bedeutende Gezeiten auf ihm hervorgerufen haben, gerade so, wie ja der Mond noch heute in unseren Ozeanen Ebbe und Flut erzeugt. Es wird sich also eine hohe Gezeitenwelle um den Mond herumbewegt haben; der Wellenberg wird sich angenähert stets auf demjenigen Meridian des Mondes befunden haben, in dem jeweilig die Erde stand, sowie auf dem um 180° davon entfernten, von der Erde abgewandten Meridian. Die Gezeitenwelle bewegte sich nun in einer Richtung, die derjenigen der Rotation des Mondes um seine Achse entgegengesetzt war, und muß daher notwendigerweise auf die Rotation eine hemmende Wirkung ausgeübt haben. Die Folge der „Gezeitenreibung" war also, daß die Rotationszeit des Mondes sich immer mehr verlängerte, bis sie schließlich gleich der Umlaufszeit des Mondes um die Erde wurde, so daß nunmehr, abgesehen von der unten zu besprechenden Libration, die Erde immer in demselben Meridian des Mondes stand. Damit hörte die verzögernde Wirkung der Gezeitenreibung natürlich auf, und es war ein stabiler Zustand erreicht.

Fig. 144. Größe von Mond und Erde.

Da die Gezeiten, welche durch die Anziehung des Mondes auf der früher ebenfalls feurig-flüssigen Erde entstanden, wegen der geringen Masse des Mondes viel kleiner waren, als die von der Erde auf dem Monde verursachten, und auch die Masse der Erde 81 mal so groß ist als die des Mondes, so ist die Rotationszeit der Erde durch die Gezeitenreibung nur in viel geringerem Maße beeinflußt worden als die des Mondes. Immerhin aber müssen noch heute Ebbe und Flut des Meeres eine allmähliche Verlängerung des Tages hervorbringen. Es ist jedoch noch nicht gelungen, den sehr schwierigen Nachweis einer solchen Verlängerung sicher zu führen.

Die Theorie der Gezeitenreibung, welche von G. H. Darwin, dem Sohne des großen Naturforschers Charles Darwin, mathematisch begründet und

entwickelt wurde, ist für unsere kosmogonischen Anschauungen von großer Wichtigkeit, und wir werden daher auch in dem Abschnitte über Kosmogonie noch darauf zurückkommen. Hier möge nur noch bemerkt werden, daß die von Schiaparelli behauptete Gleichheit der Revolutions- und Rotationszeiten bei Merkur sowie bei Venus in ganz entsprechender Weise wie bei dem Erdmonde zu erklären wäre, nur daß bei diesen beiden Planeten die Sonne der die Gezeiten erzeugende Körper ist.

Nach den obigen Auseinandersetzungen ist es klar, daß der Vorgang, durch den die Rotationszeit des Mondes seiner Umlaufszeit gleich gemacht wurde, nicht ohne Einfluß auf die Figur des Mondes geblieben sein kann. Die schließlich auf die Erde zu gerichtete Achse des Mondes muß nämlich etwas länger geworden sein, als die dazu senkrechten Achsen; der Mond wird die Figur eines Ellipsoids angenommen haben, und zwar eines solchen mit drei ungleichen Achsen, da die durch die Rotationspole gehende Achse infolge der Zentrifugalkraft verkürzt worden sein muß. Diese Achse wird also die kürzeste sein, die auf die Erde zu gerichtete die längste, und die zu beiden senkrecht stehende wird länger als die erste, aber kürzer als die zweite sein. Die Unterschiede sind aber sehr gering und können höchstens durch die allerfeinsten Messungen konstatiert werden. Aus den Untersuchungen über die physische Libration, welche unten näher erläutert werden soll, scheint hervorzugehen, daß die längste Achse sich von der kürzesten nur um wenige Kilometer unterscheidet; nach Hayn ist der wahrscheinlichste Wert für jene Differenz etwa 3 km. Auch aus der Gezeitentheorie folgt nur eine sehr geringe, praktisch unmerkbare Verlängerung der auf die Erde zu gerichteten Achse des Mondes.

Eine sehr viel größere Verlängerung des Mondes nach der Erde zu glaubte Hansen zur Erklärung gewisser Ungleichheiten der Mondbewegung annehmen zu müssen. Er folgerte nämlich, daß der Mittelpunkt des Mondes der Erde um 60 km näher sei als sein Schwerpunkt. Diese Annahme ist aber unvereinbar mit den Beobachtungen, die zur Untersuchung der Achsendrehung des Mondes angestellt worden sind.

Infolge der langsamen Rotation des Mondes um seine Achse ist ein Mondtag 29½mal so lang als ein irdischer Tag. Für einen Punkt nahe dem Mondäquator scheint die Sonne ohne Unterbrechung fast 15 unserer Tage lang und ist ebenso lange Zeit unter dem Horizont. Einem Beobachter auf dem Monde würde die Sonne als blendende Kugel im Osten sich zu erheben, etwa sieben Erdtage hindurch langsam zu steigen und alsdann nach Westen zu sinken scheinen; die Erde dagegen würde infolge der Libration um einen mittleren Punkt langsam und nur wenige Grade hin und her oszillieren und dabei die gleichen Phasen zeigen, wie für uns der Mond, nur um 14 Tage in der Zeitepoche verschieden.

Über die hauptsächlichsten sonstigen Eigentümlichkeiten der Mondbewegung und deren Störungen, sowie über die Finsternisse haben wir schon

früher gesprochen. Es soll hier aber noch eine Bemerkung über die Gestalt der Mondbahn Platz finden, welche geeignet sein dürfte, die landläufige Vorstellung über dieselbe zu berichtigen. Die Mondbahn ist nämlich in bezug auf die Sonne zu jeder Zeit konkav. Dies scheint bei oberflächlicher Überlegung unmöglich zu sein. Man ist eben so sehr daran gewöhnt, den Mond als ganz zur Erde gehörig aufzufassen, daß man sich auch seine Bahn ausschließlich unter diesem Gesichtspunkte vorzustellen pflegt. Man denkt sie sich daher gewöhnlich entweder nach Art der epizyklischen Bewegung der Planeten oder in einer schlangenförmigen Kurve sich um die Erdbahn schlingend. In beiden Fällen würde also die Mondbahn gegen die Sonne zu Zeiten konkav, zu anderen Zeiten konvex sein. Diese Auffassung ist aber irrig. Es wird dabei nicht berücksichtigt, daß der Radius der um die Erde beschriebenen Bahn des Mondes nur etwa $^1/_{400}$ des Erdbahnhalbmessers ist, und daß die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn etwa 30mal so groß

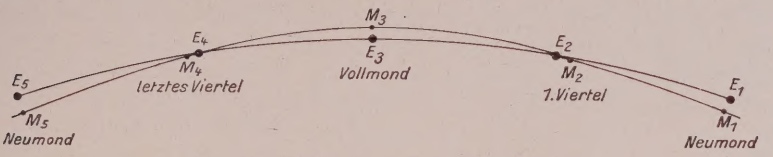


Fig. 145. Bahn der Erde und des Mondes.

ist als die des Mondes bei seinem Umlaufe um die Erde. Eine richtigere Vorstellung von der Gestalt der Mondbahn gewinnt man, wenn man diese als eine um die Sonne beschriebene Bahn auffaßt, die beständig durch die Erde gestört wird. Es läßt sich dann aus den eben angegebenen Zahlen berechnen, daß der Krümmungsradius der Bahn, die der Mond um die Sonne beschreibt, zur Zeit des Neumondes das 1.73fache, dagegen zur Zeit des Vollmondes das 0.73fache des Erdbahnhalbmessers beträgt. Stets also ist die Bahn in bezug auf die Sonne konkav, nur eben zu gewissen Zeiten etwas stärker gekrümmt, zu anderen Zeiten etwas weniger. (Siehe Fig. 145.)

Endlich bleiben hier noch die Veränderungen zu erwähnen, welche sich als Folge der Revolutions- und Rotationsbewegung für die scheinbare Lage der Oberflächenformen ergeben, und die man unter dem Namen der Libration zusammenfaßt.

Bewegte sich der Mond in einer Kreisbahn, also mit gleichförmiger Geschwindigkeit, und zwar in der Ebene der Ekliptik um die Erde, und fiele sein Äquator mit der Bahn zusammen, so läge bei der vollkommenen Gleichheit der Rotations- und Revolutionsdauer das scheinbare Zentrum der Mondscheibe immer auf der Verbindungslinie der Mittelpunkte von Erde und Mond, und mit dem scheinbaren Zentrum fiele das mittlere zusammen, welches durch den Durchschnittspunkt des mittleren (ersten) Meridians mit dem Mondäquator gegeben ist. Es verhält sich aber in Wirklichkeit anders:

der Mond bewegt sich mit ungleichförmiger Geschwindigkeit in einer über 5° gegen die Ekliptik geneigten Bahn, und seine Achse weicht von der Senkrechten zur Ekliptik um etwa $1\frac{1}{2}°$ ab. Die Folge hiervon ist, daß mittleres und scheinbares Mondzentrum um nicht unbeträchtliche Größen voneinander abweichen; zieht man vom Mittelpunkt der Erde nach dem des Mondes eine Linie (vgl. Fig. 146), so schneidet diese seine Oberfläche im scheinbaren Zentrum (m'); das mittlere Zentrum (m) schwankt nun um dieses scheinbare nach Osten und Westen, nach Norden und Süden, je nachdem die wahre Länge des Mondes größer oder kleiner ist als die seiner durchschnittlichen (Kreisbahn-)Geschwindigkeit entsprechende, je nachdem ferner seine Breite gegen die Ekliptik eine nördliche oder südliche und je nachdem schließlich uns mehr der eine oder der andere seiner Pole zugekehrt ist. Diese Erscheinung heißt die *optische Libration* des Mondes, und sie bewirkt, daß uns etwas mehr als die Hälfte, etwa $^6/_{10}$, der ganzen Mondoberfläche sichtbar wird. In M_1 (Fig. 146), dem Perigäum der Mondbahn, fällt z. B., wenn wir nur die Libration der Länge betrachten, das scheinbare Zentrum m' mit dem mittleren m zusammen. Nach einem Viertel der Umlaufszeit sei der Mond nach M_2 gelangt. Der Punkt m hat dann bis dahin eine Umdrehung von genau 90° vollführt, während das scheinbare Zentrum wieder m' ist. Der Bogen mm' gibt also den Betrag der optischen Libration in Länge. Zu den Librationen in Länge und Breite tritt für einen bestimmten Erdort, der nicht gerade auf der Verbindungslinie zwischen Erd- und Mondzentrum liegt (z. B. B, Fig. 146), noch die *parallaktische Libration* ($m'm''$) hinzu, so daß unter Umständen die vereinigte Wirkung dieser drei Librationen eine Verschiebung des scheinbaren Mondzentrums gegen das mittlere von mehr als 11° (auf der Mondkugel) hervorzubringen und hierdurch das Aussehen der dem Rande nahe liegenden Mondformationen bedeutend verändern kann. Die beschriebenen Librationen des Mondes faßt man unter dem Namen der *scheinbaren Libration* zusammen, da die durch sie bewirkte Bewegung des Mittelpunktes der Mondscheibe nicht eine wirkliche, sondern nur eine scheinbare ist. Es existiert nun aber auch eine wirkliche, die

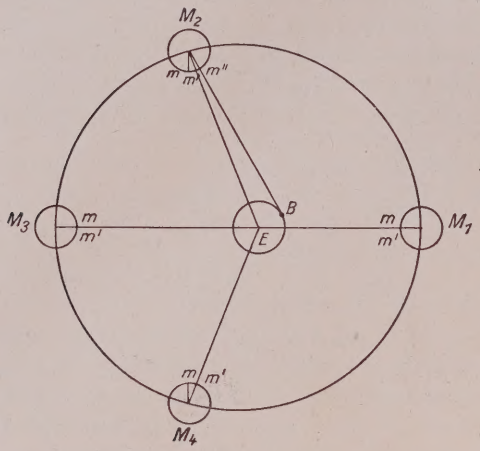


Fig. 146.

sogenannte *physische Libration*. Diese entsteht dadurch, daß die nach der Erde gerichtete, etwas verlängerte Achse des Mondellipsoids um den Betrag der scheinbaren Libration aus der Verbindungslinie zwischen den Mittelpunkten von Erde und Mond entfernt wird, und daß die Anziehung der Erde sie in diese Richtung zurückzuführen strebt. Die durch die physische Libration bewirkte Schwankung des Zentrums der Mondscheibe ist aber so gering, daß sie nur durch die sorgfältigsten Messungen erkannt werden kann.

Mondtopographie. Schon mit bloßem Auge bemerkt man, daß die Oberfläche des Mondes nicht gleichmäßig leuchtet, sondern von dunklen und hellen Flecken bedeckt ist. Das Fernrohr erschließt eine außerordentliche Fülle der verschiedenartigsten Formen, die Gegenstand des eifrigsten Studiums geworden sind. Es ist sehr natürlich, daß lebhafte Phantasie zu allen Zeiten diese auffallenden Gebilde gedeutet, in ihnen nicht nur Meere und Kontinente wie die der Erde, sondern mitunter selbst bloße Reflexe und Spiegelbilder irdischer Gegenden gesucht hat; aber es ist ebenso begreiflich, daß eine genauere Kenntnis und damit eine Erkenntnis erst mit der Erfindung des Fernrohres möglich wurde. So ist denn auch Galilei der erste, der eine wenngleich rohe Vorstellung von der wahren Natur der Mondoberfläche gewann. Das Fernrohr zeigte ihm, daß die dem bloßen Auge als dunkle Flecke erscheinenden Stellen ausgedehnte, mit einzelnen runden, kraterähnlichen Formen besetzte und von Höhenzügen durchzogene Flächen, die helleren Stellen mächtige Berge und Krater sind, von denen besonders die letzteren durch ihre regelmäßige Gestalt und ihre die ähnlichen terrestrischen Formen weit übertreffende Größe auffallen. Daß es in der Tat Berge und Täler sind, die wir auf dem Monde in großer Menge wahrnehmen, ergibt sich sowohl aus dem Schatten, den die Gebilde in der Nähe der Lichtgrenze werfen, und der sich regelmäßig mit der Höhe der Sonne über dem Horizont des betreffenden Punktes ändert, wie auch aus der Betrachtung des Randes, der durchaus keine scharfe, regelmäßige Kreislinie bildet, sondern besonders am Südpol unregelmäßig gezackt erscheint.

War Galilei der erste, der den Mond einigermaßen wissenschaftlich betrachtete und die ersten Versuche zu Höhenbestimmungen machte, so muß doch Hevel als erster eigentlicher Mondforscher gelten; seine Mondkarte wie seine Beschreibung der Mondoberfläche waren das Resultat eifriger und sorgfältiger Bemühungen, die auch noch viel später ihren Wert behielten. Zu Ende des 18. Jahrhunderts hat sich namentlich Schröter um die genauere Kenntnis einzelner Teile der Mondoberfläche entschiedene Verdienste erworben; seine Arbeiten wurden erst durch die umfassenderen von Beer und Mädler[1]), sowie von Lohrmann in den Schatten gestellt. In neuerer Zeit

[1]) Die kleine Mädlersche Mondkarte ist auch jetzt noch zur Orientierung auf dem Monde empfehlenswert (Berlin 1837, S. Schropp & Co.).

endlich hat das Mondstudium in den großen Kartenwerken von Neison und Schmidt, sowie im Spezialstudium einzelner Gegenden von seiten zahlreicher Amateure und Astronomen Fortschritte gemacht und Erfolge errungen, die unsere Kenntnisse der Oberflächengestalt des Mondes erheblich erweitern und unser Urteil über etwaige auf ihm stattfindende Veränderungen fester begründen werden, als es bisher möglich war. Zur Feststellung von Veränderungen werden namentlich auch die zahlreichen Photographien des Mondes von Nutzen sein, welche seit Einführung der Photographie in die astronomische Forschung auf verschiedenen Sternwarten hergestellt (s. Fig. 147 und 148) und zum Teil auch in vortrefflicher Weise reproduziert worden sind, um sie allgemeiner zugänglich zu machen. Wie bereits in dem Abschnitt über die Photographie erwähnt wurde, sind sogar schon umfangreiche Atlanten des Mondes nach photographischen Aufnahmen veröffentlicht worden, und zwar von der Lick-Sternwarte, dem Harvard College Observatory, der Pariser Sternwarte und von Weinek in Prag, welch letzterer auf der Lick-Sternwarte gewonnene Aufnahmen stark vergrößert hat, um alles Detail, welches die Platten zeigen, auch in der Reproduktion sichtbar zu machen. Namentlich der Pariser Mondatlas, den wir den vereinten Bemühungen von Loewy und Puiseux verdanken, ist von hervorragender Schönheit. Besonders wichtig für die Kartographie des Mondes sind die zahlreichen Messungen, die Franz in Breslau an photographischen Aufnahmen ausgeführt hat, u. a. auch an solchen, die mit dem großen Refraktor des Potsdamer Observatoriums hergestellt sind.

Die außerordentlich verschiedenartigen Formationen, die wir auf der Mondoberfläche wahrnehmen, lassen sich wesentlich in vier Hauptgruppen bringen: Ebenen, Krater, Berge und Rillen. Die Ebenen bedecken mehr als die Hälfte der Oberfläche und zerfallen nach der Nomenklatur von Hevel und Riccioli in Maria, „Meere", große, dunkle, schon dem bloßen Auge auffallende Flächen, Paludes (Sümpfe), Lacus (Seen) und Sinus (Meerbusen), welche mit den Meeren, wie auch diese unter sich, in der Regel in Verbindung stehen und meist heller und weniger gut begrenzt sind. Die Mehrzahl der Meere findet sich im nördlichen Teile der Oberfläche, nur vier von den größeren reichen nach der südlichen Hemisphäre hinüber[1]). Helle Ebenen finden sich seltener und sind weniger ausgedehnt. Die charakteristischsten und häufigsten Mondformationen aber sind die Krater, im allgemeinen kreisähnliche Gebilde, umschlossen von Wällen, mit mäßigem Abfall nach außen, steilerem nach innen, in deren Mittelpunkte sich meist eine oder mehrere bergige Massen

[1]) Von Westen nach Osten fortschreitend, sind die Namen der hauptsächlichsten Meere: Mare Crisium, Foecunditatis, Nectaris, Tranquillitatis, Serenitatis, Vaporum, Frigoris (am Nordpol), Imbrium, Nubium, Humorum und Oceanus Procellarum. Die Ringgebirge sind meist nach berühmten Astronomen und Naturforschern benannt worden, die Gebirgsketten nach irdischen Gebirgen.

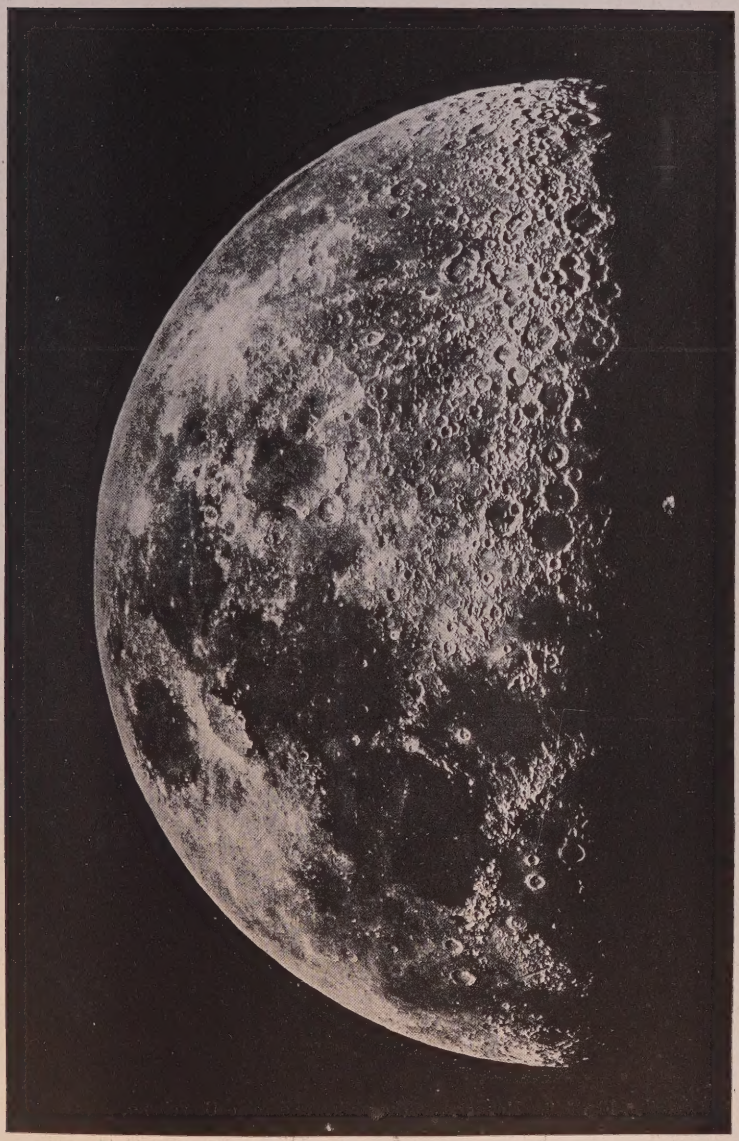


Fig. 147. Mond nach einer Aufnahme auf der Pariser Sternwarte.

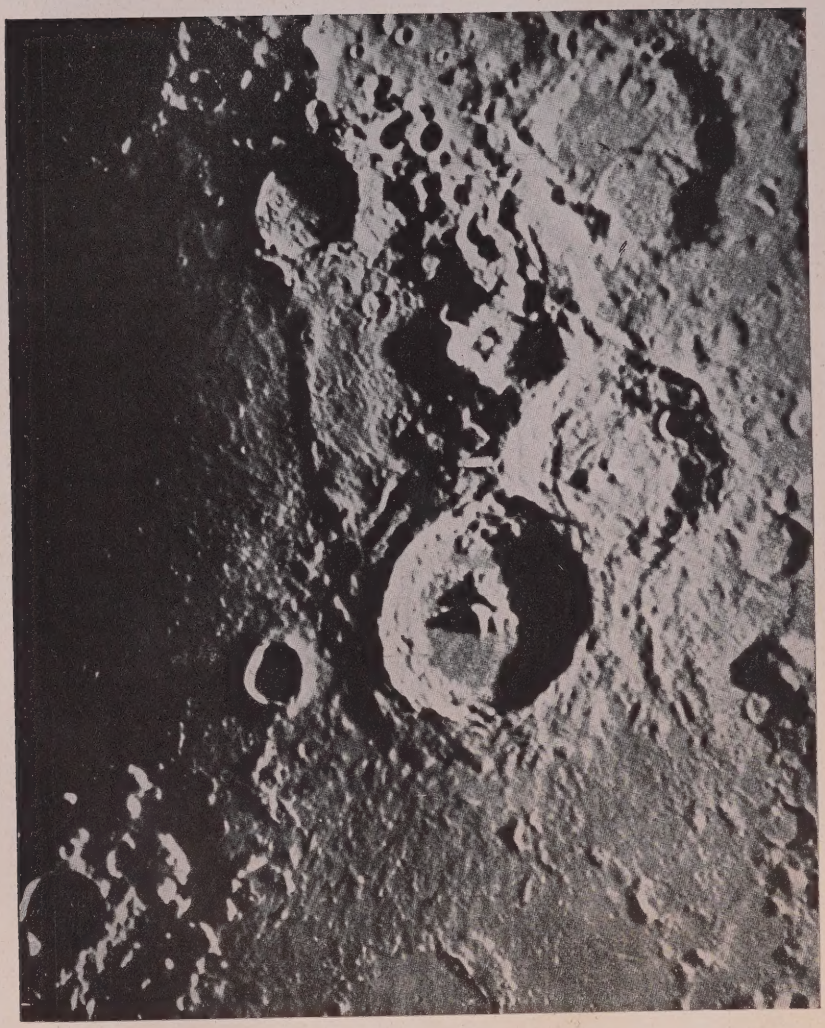


Fig. 148. Mondkrater Theophilus und seine Umgebung,
nach einer Aufnahme mit dem großen Refraktor des Yerkes-Observatoriums.

(Berge und Kraterkegel) befinden, die niedriger als der Wall sind. Je nach ihrer Größe und besonderen Bildung unterscheidet man Wallebenen, Bergringe, Ringgebirge, welche die große Mehrzahl der Krater ausmachen, Kraterebenen, eigentliche Krater und kleinere kraterähnliche Formen. Man kennt Wallebenen, wie Clavius, Maginus u. a., von mehr als 200 Kilometer Durchmesser, und kleinste Kraterchen (sogenannte Kratergrübchen) von weniger als 1 Kilometer Durchmesser, und ebenso verschieden wie ihre Größe ist Form und Aussehen. Die meist sehr regelmäßig umwallten Ringgebirge

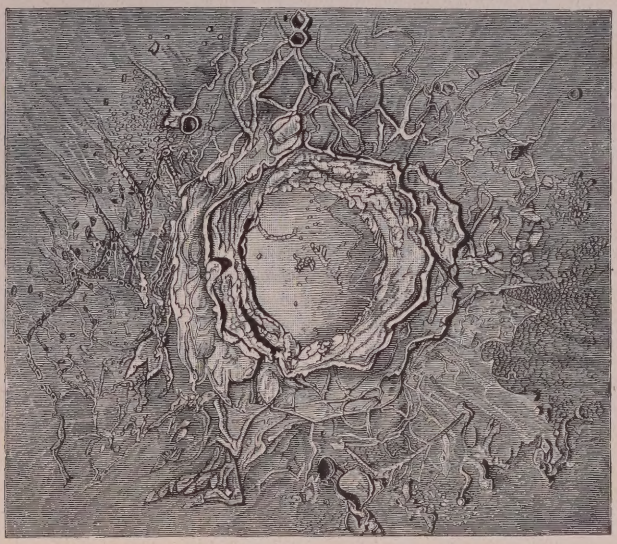


Fig. 149. Ringgebirge Kopernikus, nach Secchi.

haben etwa 40 bis 80 Kilometer Durchmesser und finden sich häufig paarweise, wie Atlas und Herkules, Aristillus und Autolykus u. a. Zu den bedeutendsten Ringgebirgen gehören Posidonius im Nordwest-, Kopernikus (Fig. 149 und 150) im Nordost-, Tycho im Südost- und Theophilus im Südwest-Quadranten. Auf den Kraterwällen befinden sich oft kleine Krater, von Franz „Wallkrater" genannt, die später entstanden sein müssen, als die Kraterwälle, da sie diese unterbrechen und stellenweise zerstören, während niemals das Umgekehrte zutrifft. Von der Zahl der Krater erhält man einen Begriff aus der Karte von Schmidt, die nahezu 33000 derartige Gebilde aufweist.

Die mannigfachen Erhebungen (montes nach Hevel) zeigen unter allen Objekten die größte Ähnlichkeit mit tellurischen Formen. Mächtige Gebirgsketten, wie die Alpen, die Apenninen und der Kaukasus im Norden, wechseln

in reicher Folge ab mit einzelnen Bergen, Hügellandschaften und Bergrücken, die sich mehr im Süden und in der Umgebung der besonders dort sehr zahlreichen Ringgebirge finden.

Als eine Klasse der Mondformationen für sich erscheinen endlich die Rillen, schmale, oft 300 bis 500 Kilometer lange Schluchten und Furchen, die zuweilen Wälle, Bergrücken und Gruben ohne Unterbrechung durchsetzen. Die größte Rille, beim Hyginus im Nordwestquadranten, war schon

Fig. 150. Ringgebirge Kopernikus, nach Schmidt.

Schröter bekannt; die Beobachtungen von Lohrmann, Mädler, ganz besonders aber von Neison und Schmidt haben viele Hunderte dieser oft schwer erkennbaren Gebilde gezeigt.

Die Höhe der Gebirge des Mondes kann durch Messung der Länge des Schattens, den sie werfen, bestimmt werden und kommt der der Berge auf der Erde etwa gleich. Einer der höchsten gemessenen Berge, am Nordostrande des Ringgebirges Curtius (nahe dem Südpol), überragt dessen innere Fläche um etwa 8000 Meter; noch höhere finden sich vielleicht in den südlichen Randgebirgen Dörffel und Leibniz, wie überhaupt der südliche Teil des Mondes den nördlichen an wilder Großartigkeit weit übertrifft; doch treten auch in den Gebirgszügen der Apenninen und des

Kaukasus Berge von 6000 Meter Höhe und darüber auf. Die Wälle der großen Ringgebirge erheben sich in der Regel nur 3000 bis 4000 Meter über die innere Fläche; einzeln stehende Berge sind noch niedriger. Da auf dem Monde eine Niveauebene, wie die des Meeres auf der Erde, nicht existiert, so kann man bei ihm von absoluten Höhen nicht ohne weiteres sprechen, sondern muß die Höhen zunächst auf benachbarte Ebenen beziehen. Versuche, eine mittlere Niveaufläche zu konstruieren, haben erkennen lassen, daß einige Meere nicht unerheblich unter dem mittleren Niveau liegen. Die Ergebnisse dieser Untersuchungen sind freilich bisher noch mit großer Unsicherheit behaftet; indessen ist die erwähnte Tatsache wenigstens für die Randpartie des Mondes durch die Messungen von Hayn sichergestellt.

Wie die Form, so weichen auch die Helligkeiten der verschiedenen Formationen in mannigfacher Weise voneinander ab, und selbst in den Farbennuancen finden sich Differenzen. Am dunkelsten erscheinen Teile der großen Wallebenen Riccioli und Grimaldi in der Nähe des Ostrandes, sowie mitunter auch Plato (im Norden), am hellsten in der Regel die kleineren Krater. Der hellste Punkt des Mondes ist Aristarch mit seiner Umgebung. Wenige Tage nach dem Neumond, wenn sich die Nachtseite des Mondes in dem bekannten aschfarbenen Lichte, dem Reflex der hell erleuchteten Erde, zeigt, erscheinen Aristarch sowie Kepler und andere, kleinere Krater bei schwachen Vergrößerungen auf der dunklen Mondoberfläche oft wie hell erleuchtete Punkte, so daß die in früherer Zeit mitunter ausgesprochene Ansicht, der Mond hätte noch tätige Vulkane, durchaus begreiflich erscheint.

Ein charakteristisches Gepräge geben dem Vollmond die zahlreichen hellen Streifensysteme, die sich von den größten Ringgebirgen aus, wie von Tycho, Kopernikus und Kepler, Hunderte von Kilometern weit über die Mondoberfläche hinziehen.

Die beiden Figuren 149 und 150 veranschaulichen eines der bedeutendsten Ringgebirge, den Kopernikus, und liefern zugleich ein gutes Beispiel, wie selbst verhältnismäßig einfache Formationen von verschiedenen, geübten Beobachtern, abgesehen von der anderen Darstellungsweise, verschieden aufgefaßt und abgebildet worden sind; zwischen Lohrmann, Mädler und Neison bestehen häufig nicht minder große Abweichungen als hier zwischen Secchi und Schmidt.

Über die Entstehung der Formationen auf der Mondoberfläche, namentlich der Krater, sind zahlreiche Hypothesen aufgestellt worden. So hat man die Bildung der Krater durch das Aufstürzen riesiger Meteoriten erklären wollen, und noch ganz neuerdings ist diese Hypothese von Martus und von See eifrig verfochten worden. Andere Erforscher des Mondes meinen, daß die Krater rein vulkanischer Natur sind, analog den Kratern der Erde. Eine nähere Diskussion aller dieser Ansichten würde hier zu weit führen, und es soll daher nur die Theorie von Loewy und Puiseux näher dargelegt

werden, welche diese beiden Gelehrten auf Grund sorgfältigen Studiums der Pariser Mondphotographien entwickelt haben; im Anschluß daran soll dann noch die Hypothese über die Entstehung der Mondkrater, welche Zehnder und später unabhängig von ihm H. Ebert aufgestellt haben, kurz wiedergegeben werden.

Ursprünglich hat man sich den Mond als feurig-flüssige Masse zu denken. Infolge der allmählichen Erkaltung bildeten sich auf der Oberfläche zunächst große Schlacken, die, von Strömungen umhergeführt, zum Teil an einander stießen und sich mit einander vereinigten; diese Vereinigungsstellen lassen sich teilweise noch heute nachweisen. Die Erstarrung der Oberfläche wurde schließlich vollständig, und es begann nun die Periode der Bildung der Ringgebirge. Durch den Druck vom Innern des Mondes her, der etwa in einer Gasentwicklung seine Ursache hatte, wurde die erstarrte, noch dünne Rinde stellenweise emporgewölbt in Form einer Kugelkalotte. Wurde der Druck stärker, so wurde die Wölbung oben durchbrochen, die festen Massen der Rinde stürzten zum Teil in die glühende Lava des Innern und wurden dort wieder flüssig, rings um die Öffnung aber blieb ein kreisförmiger Wall stehen. Allmählich erstarrte dann der von dem Ringwalle eingeschlossene Teil der Oberfläche wieder, und damit war ein typisches Ringgebirge entstanden. Die Bildung eines Zentralkegels war bei diesem Vorgange auch recht wohl möglich.

Im späteren Verlaufe der Entwicklung zog sich nun das Innere des Mondes infolge der Abkühlung stärker zusammen als die Rinde, es entstanden Hohlräume, und infolgedessen senkten sich beträchtliche Teile der Oberfläche; das Senkungsgebiet wurde durch die Lava des Innern überflutet und eingeebnet. So entstanden, da die Lava bald erkaltete, die sogenannten Meere, die nach Franz tatsächlich tiefer liegen als das durchschnittliche Niveau. Die allmählich immer stärker und fester werdende Rinde gestattete in der auf die Bildung der Meere folgenden Periode immerhin noch die Entstehung zahlreicher Vulkane, welche große Aschenmengen ausschleuderten. Die Asche wurde von den Winden — es wird angenommen, daß der Mond damals noch eine Atmosphäre hatte, — auf weite Strecken geradlinig davongetragen, fiel aber allmählich zu Boden und bildete so die hellen Streifen auf der Mondoberfläche, die ohne wesentliche Unterbrechung über Berg und Tal dahinziehen. Die Vulkane sind dann mit der fortschreitenden Erkaltung des Mondes allmählich erloschen.

Dies ist, allerdings nur in der knappsten Form, die Theorie von Loewy und Puiseux; ob sie den Tatsachen entspricht, müssen wir dahingestellt sein lassen.

Wesentlich anders als die beiden französischen Astronomen stellen sich Zehnder und H. Ebert die Entstehung der Mondkrater vor. Nach ihrer Ansicht entstanden diese Gebilde zu einer Zeit, als der Mond noch

eine raschere Rotation besaß. In dem glühendflüssigen Innern rief die Anziehung der Erde Gezeiten hervor, die das Magma periodisch hoben und senkten. Bei jeder Flut quoll dieses durch noch vorhandene Öffnungen in der festen Kruste empor, überflutete die letztere nach allen Seiten hin und zog sich dann, wenn die Ebbe eintrat, wieder zurück. Dabei blieben aber Teile des Magmas an der Oberfläche, die infolge der Abkühlung erstarrten. Bei der nächsten Flut brandete die von der Öffnung aus nach allen Seiten hin vordringende Welle an den erstarrten Massen empor, bei weiterem Zufluß von Magma überstieg die Flüssigkeit den allmählich entstehenden kreisrunden Wall und setzte neues Material ab. Die Folge davon war, daß der Wall eine sanfte Böschung nach außen, eine steile nach innen erhalten mußte, ganz wie dies bei den Mondkratern der Fall ist. Die zentrale Öffnung wurde allmählich enger, die Überflutung geringer, und die letzten Eruptionen schufen schließlich den Zentralkegel des Kraters. Es ist Ebert gelungen, auf experimentellem Wege nach dem auseinander gesetzten Prinzip Gebilde zu erzeugen, die im Kleinen die größte Ähnlichkeit mit den Mondkratern besitzen.

Veränderungen und physische Beschaffenheit des Mondes. Im Jahre 1866 machte Schmidt darauf aufmerksam, daß mit dem im Mare Serenitatis gelegenen kleinen Krater Linné eine Veränderung vorgegangen zu sein scheine, da statt des tiefen, 1823 von Lohrmann und später von Mädler und ihm selbst gesehenen und gezeichneten Kraters jetzt ein nur ganz wenig vertiefter weißer Fleck vorhanden sei. Dies erwies sich in der Tat als richtig. Ob aber der Grund dieses verschiedenen Aussehens in einer reellen Veränderung oder nur in Fehlern der früheren Beobachtungen zu suchen ist, läßt sich mit Sicherheit nicht entscheiden; seit 1867 scheint dieser Krater seine Gestalt ohne wahrnehmbare Änderung beibehalten zu haben. W. H. Pickering nimmt allerdings noch spätere Veränderungen an, die aber von anderer Seite bestritten werden. Auch hat Pickering während des Verlaufes von Mondfinsternissen sowie auch bei wechselndem Sonnenstande merkwürdige Änderungen des Durchmessers des weißen Fleckes, als welcher der kleine Krater Linné jetzt erscheint, konstatiert. Ein anderer Fall angeblicher Veränderungen ist ebenfalls der Gegenstand lebhafter Diskussion geworden; er betrifft die Möglichkeit einer gruben- oder kraterähnlichen Neubildung nordwestlich von Hyginus. H. Klein, der zuerst auf die Erscheinung aufmerksam machte, trat für wirkliche Änderungen sehr entschieden ein; andere Mondforscher verhalten sich indessen zweifelnd. Derartige Beispiele von vermuteten Veränderungen ließen sich in noch größerer Zahl anführen. Bei der Beurteilung dieser Beobachtungen ist zu bedenken, wie außerordentlich verschiedenartig das Aussehen solcher kleinen und wenig auffälligen Formen ist, je nach Beleuchtung, Luftzustand, Fernrohr usw. In einigen Fällen scheint aber die Realität der Veränderungen gut verbürgt

zu sein, und besonders die Veränderungen, die W. H. Pickering 1904 im Ringgebirge Plato und 1913 an dem kleinen Krater Eimmart beobachtet hat, lassen sich kaum bezweifeln.

Daß physische Veränderungen einzelner Formationen des Mondes oder von Teilen derselben bei den enormen Temperaturschwankungen, denen sie infolge 14tägiger Sonnenbestrahlung und 14tägiger eisiger Nacht unterliegen, möglich sind, wird kaum bestritten werden können. Es fragt sich nur, ob sie bedeutend genug sind, um uns sichtbar zu werden. Bedenkt man, daß 1″ nahe der Mondmitte schon einer linearen Ausdehnung von 1800 Metern entspricht, so müssen es furchtbare Umwälzungen und enorme ihnen zugrunde liegende Kräfte sein, die Krater und Ringgebirge von der Größe der Hyginus-Grube beeinflußt haben. Fundamentale Änderungen selbst von Formen mit 1 bis 2 Kilometer Durchmesser, den nahezu kleinsten, die in der Entfernung des Mondes noch mit einiger Sicherheit wahrzunehmen sind, erheischen Kräfte, die auf dem Monde noch jetzt in Tätigkeit anzunehmen schwer ist, denn Temperaturveränderungen allein dürften kaum eine solche Wirkung hervorbringen, wie wir sie in den oben genannten Fällen zu beobachten scheinen.

Welches die chemische Zusammensetzung und die innere Anordnung der unsern Begleiter bildenden Stoffe ist, wissen wir nicht; das Spektroskop, welches im Mondlichte begreiflicherweise nur die Linien des Sonnenspektrums zeigt, versagt hier seinen Dienst, und auch durch die Photographie und die Photometrie sind nur spärliche Aufschlüsse zu erhalten. Aus dem Wert der Albedo (0.07) folgt nur, daß durchschnittlich die Oberfläche aus ziemlich dunklen Substanzen besteht, die etwa die gleiche Lichtmenge zurückwerfen wie unser irdischer Tonmergel; für die verschiedenen Gegenden schwanken aber, wie der erste Anblick zeigt, die rückstrahlenden Kräfte außerordentlich. Loewy und Puiseux vermuten sogar in der Färbung gewisser Gegenden vom Sonnenstande abhängige Veränderungen. Auch für die verschiedenen Strahlengattungen ist das Reflexionsvermögen der Mondoberfläche in ihren einzelnen Teilen außerordentlich verschieden. Dies geht aus Versuchen von Wood und später von Miethe hervor, die den Mond unter Einschaltung passend gewählter farbiger Lichtfilter photographierten. Es ergab sich z. B., daß gewisse Teile des Mondes die ultravioletten, andere die roten Strahlen stark reflektieren. Die Hoffnungen, durch solche Untersuchungen Aufschluß über die Gesteinsarten auf dem Monde zu erhalten, dürfte wohl nur in beschränktem Maße in Erfüllung gehen. In den Jahren 1907 und 1908 haben Wilsing und Scheiner spektralphotometrische Messungen am Monde angestellt, die sie mit anderen, von ihnen an verschiedenen Gesteinen ausgeführten, verglichen haben. Ihre Messungen beziehen sich auf zwei Stellen der Mondoberfläche, nämlich eine ziemlich dunkle im Mare Imbrium und eine helle Stelle zwischen den Kratern Macrobius und Proclus. Diese photometrischen Messungen sind

vereinbar mit der Annahme, daß die Substanz der Meere einen lavaartigen Charakter besitzt, während die Abhänge der Krater mit Asche bedeckt sind. Es ist aber nach Wilsing und Scheiner damit keineswegs gesagt, daß diese Annahme auch wirklich richtig ist. H. Ebert glaubt, daß die Meere des Mondes von ursprünglich magmatischen Massen überdeckt sind, die bei der Erstarrung eine glasige Struktur angenommen haben. Bei der Begründung dieser Hypothese stützt er sich auf die Beobachtung, daß die Oberfläche eines etwas verwitterten und bestäubten Glasflusses unter verschiedener Beleuchtung ganz ähnliche Erscheinungen zeigte, wie dies die Mondmeere bei verschiedenem Sonnenstande tun.

Eine Atmosphäre des Mondes ist noch nicht nachgewiesen. Daß eine etwa vorhandene mit der Erdatmosphäre an Dichtigkeit nicht vergleichbar ist, beweisen mannigfache Erscheinungen, wie die außerordentliche Schärfe und Schwärze der Schatten, das momentane Verschwinden der Sterne am Mondrande bei Sternbedeckungen, der Umstand, daß bei diesen die Strahlen keine Ablenkung erfahren, sowie die spektroskopischen Untersuchungen. Immerhin aber ist die Möglichkeit einer Atmosphäre von etwa $^1/_{2000}$ der Dichte der Erdatmosphäre nicht ausgeschlossen.

Daß der Mond keine merkliche Atmosphäre besitzt, ist eine Tatsache, die in schönster Weise mit einer von Stoney aufgestellten Theorie über die Atmosphären der Planeten und Monde übereinstimmt. Aus den Lehren der kinetischen Gastheorie hat nämlich Stoney gefolgert, daß die Geschwindigkeiten der Moleküle derjenigen Gase, welche unsere irdische Atmosphäre bilden, bei den auf dem Monde obwaltenden Verhältnissen hinreichend groß sind, um ein allmähliches Fortfliegen der Moleküle vom Monde zu bewirken. Wenn also der Mond, wie es sehr wahrscheinlich ist, jemals eine Atmosphäre gehabt hat, so ist dieselbe im Laufe der Zeit immer dünner geworden. Aus der Theorie von Stoney folgt auch, daß die Erde freien Wasserstoff und Helium nicht dauernd in ihrer Atmosphäre festhalten kann, und ferner, daß sich Wasserdampf nicht dauernd in den Atmosphären von Merkur und Mars befinden kann. Wahrscheinlich wird keiner der Monde im Planetensystem, ausgenommen vielleicht der des Neptun, eine einigermaßen dichte Atmosphäre besitzen. Ganz einwandfrei ist die Stoneysche Theorie nicht, doch scheint sie sich mit den Tatsachen in gutem Einklange zu befinden.

Licht und Wärme des Mondes. Die gesamte vom Vollmonde uns zugesandte Lichtmenge beträgt nach den genauesten photometrischen Bestimmungen den 465000sten Teil der Lichtmenge der Sonne. Die Helligkeit des Mondes in seinen einzelnen Phasen ist von mehreren Beobachtern bestimmt worden, doch zeigen die verschiedenen Messungsreihen noch ziemlich große Unterschiede. Sie stimmen jedoch darin überein, daß die Abhängigkeit der Helligkeit von der Phase wesentlich anders ist, als man auf Grund theoretischer Rechnungen vermuten sollte. So ist die Helligkeit des Mondes

im letzten Viertel, in Teilen der Helligkeit des Vollmondes ausgedrückt, nach W. H. Pickering (visuelle Messungen) nur 0.08, nach Stebbins und Brown (Messungen mit dem Selen-Photometer) 0.10, nach Scheller (photographisch-photometrische Messungen) 0.16, die Helligkeit im ersten Viertel nach Stebbins und Brown 0.12, nach Scheller 0.10. Auf Grund der verschiedenen Beleuchtungstheorien sollte man dagegen erwarten, daß im ersten und letzten Viertel die Helligkeit etwa $^1/_3$ bis $^1/_2$ von der des Vollmondes sei. Die Ursache der schlechten Übereinstimmung zwischen Theorie und Beobachtung dürfte darin zu suchen sein, daß die Oberfläche des Mondes sehr uneben ist und das Licht keineswegs überall gleichmäßig reflektiert.

Die Versuche, die vom Monde auf die Erde gelangende Wärmemenge zu ermitteln, sind lange erfolglos geblieben; da er aber von der Sonne Licht empfängt und reflektiert, so muß er auch deren Wärme wenigstens zum Teil zurückstrahlen. Nun zeigt allerdings die Rechnung, daß die nach der Erde direkt reflektierte Wärmemenge so gering ist, daß sie sich der gewöhnlichen, thermometrischen Wahrnehmung gänzlich entziehen muß. Erst mit Hilfe der thermoelektrischen Säule ist es Melloni und später Lord Rosse gelungen, die Mondwärme nachzuweisen. Der letztere suchte nicht nur den Gesamtbetrag der Wärme zu ermitteln, sondern auch den Betrag in verschiedenen Phasen, ferner, welcher Teil rein reflektierte Sonnenwärme und welcher vom Monde selbst als einem warmen, die absorbierte Sonnenwärme abgebenden Körper ausgestrahlt sei. Als Resultat seiner Untersuchungen fand sich für die Wärmemenge nahezu die gleiche Veränderung wie für die Lichtmenge, das heißt, die größte Quantität beim Vollmond und eine kaum merkliche nahe dem Neumond. Ferner ergab sich, daß nur ein geringer Bruchteil, nämlich 14% der vom Monde überhaupt ausgesandten Wärme reflektierte, der größere, 86%, dagegen ausgestrahlte absorbierte Sonnenwärme sei. Die angegebenen Zahlen sind später von Very im wesentlichen bestätigt worden. Dasselbe Resultat ergibt sich aus der Tatsache, daß der Mond uns nur den 465000sten Teil des Lichtes der Sonne zusendet, dagegen nach Rosse den 82000sten Teil der Sonnenwärme. Letzterer Wert ist allerdings wahrscheinlich ziemlich unrichtig; nach Hutchins beträgt vielmehr die uns vom Monde zugesandte Wärme den 185000sten Teil derjenigen, die wir von der Sonne empfangen.

Lord Rosse wurde durch seine Messungen in den Stand gesetzt, auch die Differenz der Temperaturen der Mondoberfläche bei voller Bestrahlung und bei Nacht zu schätzen, und fand diese zu über 300° C. Die Temperaturen selbst ließen sich aber mit einiger Genauigkeit nicht bestimmen. Lord Rosses Resultate sind vielfach angezweifelt worden, aber die späteren Untersuchungen von Very geben ihnen eine Stütze. Very ist der Ansicht, daß am Äquator des Mondes, wenn die Sonne am höchsten steht, der Boden eine Temperatur von über 100° C annimmt. Hört die Sonnenstrahlung auf,

so wird die Temperatur äußerst tief sinken, wahrscheinlich nahezu auf die des Weltraumes, die man zu — 273° C annimmt. Untersuchungen von Böddicker über den Verlauf der Wärmestrahlung des Mondes bei Mondfinsternissen haben zu merkwürdigen Ergebnissen über die Veränderungen der Strahlung beim Eintreten des Mondes in den Erdschatten geführt. Während der Totalität selbst soll fast gar keine Wärmestrahlung mehr wahrzunehmen sein.

6. Mars und seine Satelliten.

Der vierte Planet nach der Reihenfolge der Entfernung von der Sonne und der nächstfolgende außerhalb der Erdbahn ist Mars (♂). Sein mittlerer Abstand von der Sonne ist etwa 228 Millionen Kilometer; bei der beträchtlichen Exzentrizität (0.093) seiner Bahn schwanken aber die Entfernungen um 42 Millionen Kilometer, so daß die Periheldistanz nur 207 Millionen Kilometer, die Apheldistanz dagegen 249 Millionen Kilometer beträgt. Nächst Merkur ist er der kleinste der Hauptplaneten, indem sein Durchmesser nahezu 6900 km, seine Masse nur $^1/_{3093500}$ der Sonnenmasse ist; eine Abplattung hat man bisher durch Messungen nicht sicher nachweisen können. Mars vollendet einen Umlauf um die Sonne in 687 Tagen, gebraucht also 43½ Tage weniger als zwei Jahre. Wäre die Umlaufsdauer genau zwei Jahre, so würde er einen Umlauf machen, während die Erde deren zwei macht, und die Oppositionen würden in Intervallen von zwei Jahren stattfinden; da er sich aber etwas schneller bewegt, so braucht die Erde durchschnittlich etwa 50 Tage über zwei Jahre, um ihn einzuholen. Die synodische Umlaufszeit beträgt also etwa 780 Tage. Eine Opposition findet 1924 August 23 statt.

Dem bloßen Auge erscheint Mars als ein heller Stern von auffallend roter Färbung. Seine Helligkeit schwankt infolge der großen Änderungen seiner Entfernung von der Sonne und der Erde sehr stark. Findet nämlich eine Marsopposition zu der Zeit statt, wo der Planet dem Perihel nahe und die Erde gleichzeitig im Aphel ist, so ist die Entfernung zwischen Erde und Mars etwa 55 Millionen Kilometer, der scheinbare Durchmesser des Mars 26″ und seine Helligkeit —2.8ter Größe. Er ist dann nächst Venus der hellste Stern des Himmels. Wenn sich dagegen Mars in der Nähe seiner Konjunktion befindet, beträgt seine Entfernung von der Erde 377 Millionen Kilometer, sein scheinbarer Durchmesser nur 3″.8, und seine Helligkeit ist 1.6ter Größe. Die Helligkeit kann sich somit um den Betrag von 4.4 Größenklassen ändern, und Mars ist zur Zeit einer günstigen Opposition beinahe 60mal so hell, als zur Zeit der Konjunktion. Zur Zeit einer mittleren Opposition hat er eine Helligkeit von —1.8 Größenklassen.

Die Helligkeitsänderungen, welche von der Phase herrühren, sind dagegen sehr klein. Die Form der Lichtkurve ähnelt am meisten der der Venus;

die Albedo (0.15) ist die kleinste nächst der von Mond und Merkur. Dies rührt wohl daher, daß die Sonnenstrahlen die nicht sehr dichte Marsatmosphäre durchdringen und erst von der festen Oberfläche des Planeten reflektiert werden. Würde die Marsatmosphäre ihrer Zusammensetzung nach der unserer Erde ähnlich sein, welche am meisten die blauen Strahlen absorbiert, so würde sich hierdurch auch das rötliche Aussehen des Planeten erklären.

Für die teleskopische Untersuchung ist Mars von jeher eines der interessantesten Objekte gewesen, da er große Analogien mit der Erde zeigt. Selbst mit einem verhältnismäßig kleinen Fernrohre kann man auf der Oberfläche helle und dunkle Flecke und Stellen wahrnehmen (vgl. Fig. 151 und 152), die ihre Lage, wie die Vergleichungen neuerer Beobachtungen mit

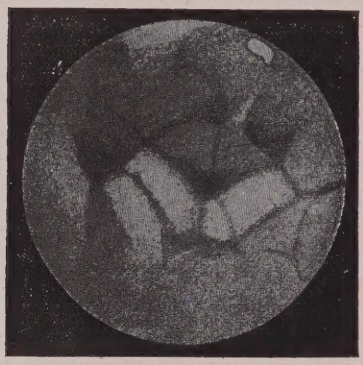


Fig. 151. Mars, 1909 Okt. 10 nach Graff.

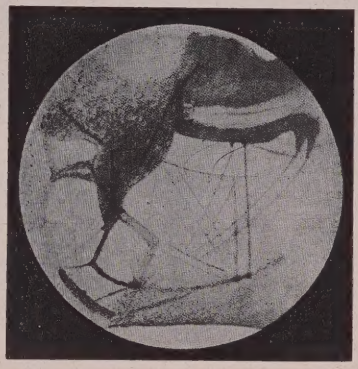


Fig. 152. Mars, 1914 Januar 13 nach Slipher.

älteren ergeben, in der Hauptsache nicht verändern, also der Oberfläche des Planeten selbst angehören. In der Nähe der Pole, besonders des Südpoles, finden sich weiße Flecke, die, je nachdem die betreffende Marsgegend Sommer oder Winter hat, an Größe ab- oder zunehmen, und welche man daher mit einigem Rechte mit den Eis- und Schneebildungen an den Polen unserer Erde vergleichen kann. Fig. 153 veranschaulicht, wie mit dem Eintreten des Frühlings der betreffenden Marshälfte die Polarkappen allmählich abschmelzen und kleiner werden. Nach Zeichnungen von Barnard ist das Aussehen des Südpolarflecks auf der linken Hälfte der Figur von 1892 Juli 8 bis August 29, auf der rechten Hälfte von 1894 Mai 21 bis Oktober 7 wiedergegeben. Eine Deutung der anderen hellen und dunklen Flecke ist verschiedentlich versucht worden; so halten einige dieselben für Kontinente und Meere, andere für kahle Wüsten und bewachsene Oasen, aber keine dieser Ansichten ist ohne gewichtige Einwendungen geblieben, und man ist noch im Unklaren, was jene Gebilde eigentlich sind. Jedenfalls ist es bemerkenswert, daß, wie schon erwähnt, das Gesamtbild jener Konfigurationen

keine wesentlichen Veränderungen erlitten hat, obwohl die Beobachtungen sich schon über zwei Jahrhunderte erstrecken. Kleinere Veränderungen, namentlich solche, die mit den Jahreszeiten auf Mars in Zusammenhang stehen, sind allerdings konstatiert worden.

Eine Atmosphäre besitzt Mars zweifellos. Dafür spricht die Verwaschenheit aller Details der Oberfläche besonders gegen den Rand hin, ebenso die Unbestimmtheit der Lichtgrenze bei der Phase. Dagegen wird die Atmosphäre bedeutend weniger dicht sein als die der Erde, da die Anziehungskraft an der Oberfläche des Mars sehr viel geringer ist als die der Erde. Weiterhin hat man auch Wolken, wie sie in unserer Atmosphäre so häufig vorkommen, auf Mars bisher nur sehr selten beobachten können; es verdient indessen hier erwähnt zu werden, daß nach übereinstimmender Aussage verschiedener Beobachter im Jahre 1909 eine gewisse Zeit hindurch die Details auf der Oberfläche des Planeten merkwürdig verschleiert erschienen. Die Untersuchung des Spektrums des Planeten hat keine sichere Auskunft über die Zusammensetzung der Atmosphäre erbracht. Bis in die jüngste Zeit ist es eine offene Streitfrage gewesen, ob das Spektrum des Mars Andeutungen dafür enthält, daß in seiner Atmosphäre Wasserdampf vorhanden ist. Man hat diese Frage in der Weise zu entscheiden gesucht, daß man das Spektrum des Mars mit dem des Mondes verglich. Da der Mond keine Atmosphäre besitzt, so ist sein Spektrum mit dem der Sonne identisch, und da die vom Monde zu uns gelangenden Lichtstrahlen die irdische Atmosphäre passieren, so zeigt sein Spektrum die in der letzteren entstehenden Wasserdampfbanden. Die vom Mars zu uns kommenden Lichtstrahlen haben nun nicht nur unsere Atmosphäre, sondern auch die des Planeten, und zwar diese sogar zweimal, durchwandert, und wenn die Marsatmosphäre Wasserdampf enthielte, so müßten daher im Marsspektrum die Wasserdampfbanden stärker erscheinen als im Mondspektrum. Slipher glaubte in der Tat, eine solche Verstärkung der Wasserdampfbanden festgestellt zu haben, aber die Untersuchungen von Campbell, die unter den günstigsten Bedingungen und mit der größten Sorgfalt angestellt worden sind, ergaben eine absolute Übereinstimmung der Spektra von Mars und Mond. Auch eine zweite von Campbell angewendete Untersuchungsmethode ergab ein negatives Resultat. Photographiert man nämlich unter Anwendung sehr großer Dispersion das Marsspektrum, so müssen nach dem Dopplerschen

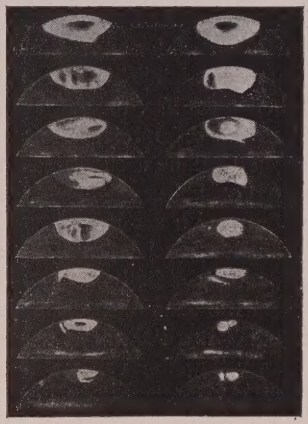


Fig. 153. Abschmelzen des Südpolarflecks des Mars.

Prinzip die von Mars herrührenden Spektrallinien gegen die Linien einer irdischen Lichtquelle Verschiebungen erkennen lassen, da sich der Planet bewegt. Die Wasserdampflinien des Mars müßten demnach eine Verschiebung gegen die der Erdatmosphäre besitzen, welche ja gleichzeitig in dem Spektrogramm auftreten. Campbell und S. Albrecht konnten nun in den Marsspektrogrammen wohl die Wasserdampflinien der Erdatmosphäre sehen, aber an den Stellen, wo die von der Marsatmosphäre herrührenden sein sollten, war nichts aufzufinden. Wir sind daher berechtigt, zu sagen, daß die Atmosphäre des Mars jedenfalls nur äußerst wenig Wasserdampf enthält, wenn überhaupt etwas davon in ihr vorhanden ist.

Nach den zahlreichen, von Kaiser, Lockyer, Lohse, Keeler, Perrotin, Flammarion, Denning, Antoniadi, Cerulli, Lowell und vor allem von Schiaparelli entworfenen Zeichnungen und Messungen ist es möglich geworden, schon jetzt leidlich genaue Karten der Marsoberfläche zu konstruieren; wir geben in der Fig. 154 eine auf den Beobachtungen von Schiaparelli beruhende Darstellung. Infolge der etwa 25° betragenden Neigung des Marsäquators gegen die Bahn des Planeten, welche keine größeren Unterschiede der Jahreszeiten als bei uns bedingt, sehen wir bald den einen, bald den anderen Pol. Befindet sich der Planet in 350° Länge oder in derselben Richtung von der Sonne aus gesehen, in welcher die Erde am 10. September steht, so ist der Südpol gegen die Sonne geneigt; ist der Planet zugleich in Opposition, so ist dieser Pol dann auch der Erde zugekehrt, und wir können die Gegenden bis 25° über den Pol hinaus sehen. Bei einer Opposition im März dagegen, wo Mars viel weiter von uns absteht, ist der Nordpol des Planeten gegen die Erde gekehrt.

Eine besonders interessante Beobachtung in betreff der Marstopographie hat Schiaparelli gemacht. Derselbe fand, daß die helleren Flecke, die sogenannten Kontinente, von feinen, nahezu geraden Linien in allen möglichen Richtungen durchzogen waren. Einige Jahre später bemerkte er außerdem, daß viele dieser „Kanäle“ sich verdoppelt hatten, in der Weise, daß anstatt der Systeme einfacher Linien solche von Parallellinien vorhanden waren (Fig. 152).

Diese Aufsehen erregenden Beobachtungen Schiaparellis sind in der Folgezeit von mehreren Astronomen, besonders von Lowell, bestätigt worden, während andere, welche mit großen Instrumenten gleichfalls unter günstigen Umständen beobachteten, weder die „Kanäle“ noch deren Verdoppelungen sahen, obwohl sie andere, äußerst feine Details wahrnehmen konnten. So fand z. B. Barnard während der Opposition 1911 mit dem Reflektor des Mount Wilson-Observatoriums keinerlei kanalähnliche Gebilde auf dem Mars. Auch die Marsphotographien (Fig. 155), die zuerst auf dem Lowell-Observatorium, dann aber ebenfalls auf verschiedenen anderen Sternwarten erhalten wurden, brachten keine Entscheidung in dieser Frage. So sah Lowell

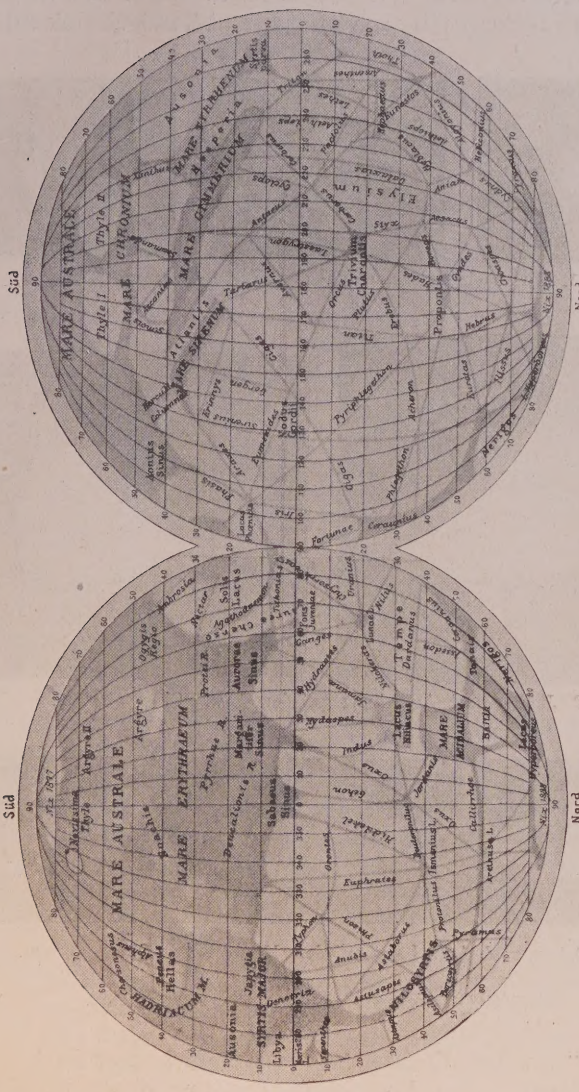
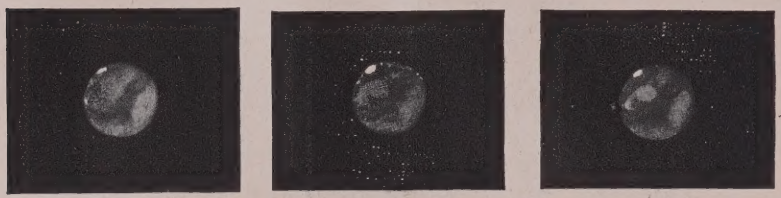
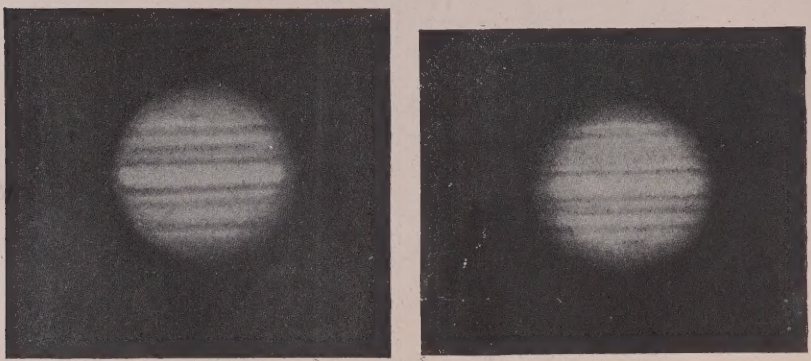


Fig. 154. Übersichtskarte des Planeten Mars,
nach den Beobachtungen von Schiaparelli während der sechs Oppositionen von 1877 bis 1888.

auf seinen Aufnahmen zahlreiche „Kanäle", während andere Marsforscher auf denselben Aufnahmen keine derartigen Gebilde zu erkennen vermochten. Es ist bei dieser Sachlage nicht zu verwundern, daß man über die Erklärung



1. Mars nach Aufnahmen auf dem Yerkes-Observatorium.



2. Jupiter nach Aufnahmen auf dem Lowell Observatorium.

3. Saturn nach Aufnahmen auf dem Mount Wilson-Observatorium.

Fig. 155. Photographische Aufnahmen von Planeten.

der „Kanäle" in völliger Unsicherheit ist und die Meinungen der Astronomen darüber auseinander gehen. Eine plausible Erklärung, die durch Beobachtungen, welche während der günstigen Marsopposition des Jahres 1909 angestellt wurden, noch an Wahrscheinlichkeit gewonnen hat, ist die folgende. Auf

der Planetenoberfläche befinden sich zahlreiche kleine und größere, in Ton und Farbe sich äußerst wenig abhebende, in Aussehen und Form sehr unbestimmte Objekte, welche mit den benutzten optischen Mitteln nicht einzeln gesehen werden können. Die Folge davon ist, daß das menschliche Auge sich von diesen einzelnen, an der Grenze der Wahrnehmbarkeit stehenden Objekten eine Art Gesamtbild macht, in welchem z. B. zwei nicht zu weit auseinander liegende, dunklere Punkte durch das Auge unwillkürlich verbunden und als Linie aufgefaßt werden. Man braucht zum besseren Verständnis des Gesagten nur an eine moderne Rasterautotypie zu denken. Betrachtet man diese mittels einer stark vergrößernden Lupe, so löst sich der Druck in eine große Anzahl verschieden großer Punkte auf, und man sieht kaum mehr etwas von dem Bilde, welches jene Autotypie bei Betrachtung mit bloßem Auge gibt. Daß nun derartige, dem Auge kaum wahrnehmbare Gebilde meist als eine mehr oder minder breite, geradlinig begrenzte Fläche erscheinen, ist eine bekannte Tatsache. Interessante, in dieser Richtung angestellte Versuche stützen obige Erklärung der „Kanäle" sehr. Sie läßt verständlich erscheinen, daß zu gleichen Zeiten verschiedene Beobachter die „Kanäle" verschieden sehen, und daß gerade vielfach in kleineren Fernrohren jene Gebilde am besten sichtbar waren. Auch hat diese Erklärung den Vorzug, daß sie nicht, wie es von mancher Seite geschehen ist, die Realität der ganzen Erscheinung einfach leugnet.

Über die Bewohnbarkeit des Mars sind vielfach Spekulationen angestellt worden, aber es braucht hier nur erwähnt zu werden, daß es sich dabei nur um Phantasien handelt, denen keine beobachtete Tatsache zugrunde liegt. Man kann nur soviel sagen, daß, falls einer der Planeten überhaupt bewohnbar ist, Mars diejenigen Bedingungen bietet, welche denen auf unserer Erde am ähnlichsten sind; freilich dürfte die Temperatur auf ihm infolge seiner größeren Entfernung von der Sonne und seiner dünnen Atmosphäre wesentlich niedriger und zudem sehr bedeutenden Schwankungen unterworfen sein.

Außer der Erde ist Mars der einzige Planet, dessen Rotationsdauer wir infolge der Unveränderlichkeit vieler Flecke mit vollkommener Schärfe bestimmen können. Zweiundeinhalb Jahrhunderte alte Zeichnungen von Huygens weisen Stellen auf, die wir noch jetzt erkennen können; aus der Vergleichung dieser und späterer mit neueren Darstellungen folgt die Umdrehungszeit zu $24^h\ 37^m\ 22^s.7$.

Die Marsmonde. Am 11. und 17. August 1877, während der besonders günstigen Opposition dieses Jahres, gelang es A. Hall, mit dem großen Refraktor der Sternwarte zu Washington zwei Marsmonde aufzufinden. Der innere Trabant Phobos ist, da er stets in unmittelbarer Nähe des Planeten steht, eines der am schwierigsten wahrzunehmenden Objekte im ganzen Planetensystem; den äußeren, Deimos, zeigen dagegen unter günstigen Umständen schon Fernrohre mittleren Ranges (25 cm Öffnung). Die Hellig-

keit der Monde ist nach Pickering gleich der von Sternen 13. Größe, nach Lowell 10. bzw. 12. Größe. Unter der Voraussetzung, daß sie das Licht in gleicher Weise wie Mars selbst reflektieren, kann man auf ihre Durchmesser schließen; sie sind nach Pickering etwa 9 km, nach Lowell 58 bzw. 16 km. Das Merkwürdigste aber ist ihre außerordentlich geringe Entfernung vom Planeten und ihre dadurch bedingte kurze Umlaufszeit. Der innere Trabant, der vom Marszentrum nur etwa 9300 km (von seiner Oberfläche etwa 5900 km) absteht, umkreist nämlich Mars in nur $7^h\,39^m$, dagegen der äußere, 23200 km (bzw. 19800 km) entfernte in $30^h\,18^m$, beide nahezu in der Ebene des Marsäquators. Ein Beobachter auf Mars würde den inneren der Trabanten etwa so groß sehen, wie unser Mond uns erscheint, jedoch lichtschwächer; er geht für ihn aber nicht im Osten, sondern im Westen auf und im Osten statt im Westen unter. Deimos würde etwa die Helligkeit der Venus haben. Die Bahnen beider Marstrabanten sind fast völlig kreisförmig.

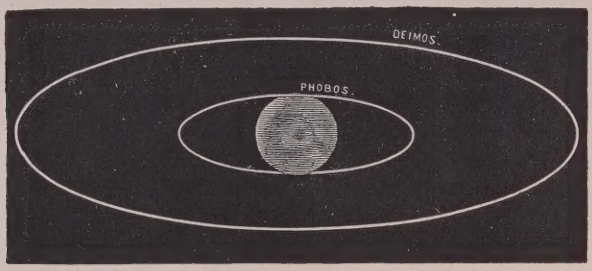


Fig. 156. Bahnen der Marstrabanten.

Wie bei den Satelliten des Jupiter und des Saturn besteht auch zwischen den Umlaufszeiten der Marstrabanten, sehr nahe wenigstens, eine einfache Beziehung, indem nämlich der äußere in fast genau viermal so langer Zeit seinen Umlauf vollendet als der innere. Infolge der Entdeckung der beiden Trabanten ist man imstande, mit Hilfe des dritten Keplerschen Gesetzes die Masse des Mars weit genauer zu bestimmen, als es früher möglich war; sie beträgt ungefähr $^1/_9$ der Erdmasse und die Dichtigkeit etwa drei Viertel der Erddichte.

7. Die kleinen Planeten.

Es war unmöglich, das Sonnensystem, wie es der Astronomie zu Ende des 18. Jahrhunderts bekannt war, zu betrachten, ohne auf die große Lücke aufmerksam zu werden, welche zwischen Mars und Jupiter bestand. Von diesem Raume abgesehen, folgten alle damals bekannten Planeten aufeinander in einer ziemlich regelmäßigen Reihe, welche schon früher ange-

führt wurde. Die Reihe der Abstände von der Sonne wäre regelmäßig, und die erwähnte Lücke wäre ausgefüllt gewesen, wenn man einen Planeten in doppelte Marsentfernung gesetzt hätte. Die Vermutung, daß ein unbekannter Planet in dieser Gegend wirklich existiere, tauchte schon zu Keplers Zeiten auf. Lebhafter wurde sie in Deutschland gegen Ende des 18. Jahrhunderts diskutiert; aber erst in den letzten Jahren jenes Jahrhunderts faßte man den Plan, durch systematisches Suchen an verschiedenen Orten diesem unbekannten Planeten, der von vielen vermutet wurde, auf die Spur zu kommen, und gründete hauptsächlich zu diesem Zwecke eine aus Astronomen verschiedener Länder bestehende Gesellschaft. Diese kam indessen in ihrer Tätigkeit nicht über die ersten Anfänge hinaus, und das Glück der ersten Planetenentdeckung wurde einem nicht zu dieser Vereinigung gehörenden Astronomen zuteil. Am ersten Tage des neuen Jahrhunderts, dem 1. Januar 1801, fand Piazzi in Palermo einen teleskopischen Stern achter Größe im Stier, der sich durch seine Bewegung bald als ein Planet erwies. Er verfolgte ihn etwa sechs Wochen lang, ohne daß ihn ein anderer Astronom gesehen hätte, mußte dann aber wegen einer schweren Erkrankung die Beobachtungen unterbrechen. Die Wiederauffindung des Planeten durch Rechnung nach Ablauf eines halben Jahres war nun das große Problem, welches gelöst werden mußte, und welches der Scharfsinn von Gauß in der Tat löste. Nach seinen ersten primitiven Methoden, aus denen er erst im Laufe der nächsten Jahre seine verfeinerten, noch jetzt benutzten Methoden der Bahnbestimmung entwickelte, berechnete Gauß die Bahn der Ceres, wie Piazzi den neuen Planeten genannt hatte, und noch vor Ablauf des Jahres wurde dieser nicht weit von der durch Gauß bezeichneten Stelle wieder aufgefunden. Aus der Gaußschen Bahn ergab sich, daß der Planet in nahe der doppelten Marsentfernung zwischen Mars und Jupiter die Sonne umkreiste und also wirklich der längst vermutete Planet war. Aber es gab nicht nur einen derartigen Körper. Schon im März 1802 fand Olbers in Bremen einen zweiten kleinen Planeten, die Pallas, der sich gleichfalls zwischen Mars und Jupiter um die Sonne bewegt. Der Umstand, daß trotz der auffallend großen Neigung der Bahn dieses Planeten gegen die Ekliptik (35°) doch beide Bahnen sich in einem Punkte nahe kommen, führte den scharfsinnigen Arzt und Astronomen auf den Gedanken, daß die beiden kleinen Körper Fragmente eines einzigen Planeten sein könnten, der durch Explosion in Stücke gegangen wäre. In diesem Falle war das Vorhandensein einer größeren Zahl von Fragmenten oder kleinen Planeten wahrscheinlich, deren Bahnen sich an dem Punkte, wo die Trennung stattgefunden hatte, kreuzen mußten. Auf Grund dieser Hypothese suchten Olbers und Harding nach Planeten, und letzterer fand in der Tat 1804 einen solchen, die Juno, welcher dem genannten Kreuzungspunkte nahe kam, während die 1807 von Olbers selbst entdeckte Vesta dieser Bedingung nicht genügte.

Beinahe 40 Jahre vergingen nun ohne weitere Entdeckungen, bis endlich ein Liebhaber der Astronomie, Hencke in Driesen, im Dezember 1845 den fünften der kleinen Planeten, die Astraea, fand und damit eine bis heute ununterbrochene Reihe von Planetenentdeckungen eröffnete. Wesentlich erleichtert wurden diese Entdeckungen anfangs durch die sogenannten Akademischen Sternkarten, später durch die Ekliptikalkarten von Hind und Chacornac. Erstere waren die Frucht gemeinsamer Bemühungen zahlreicher Astronomen, welche nach einem konsequenten, von Bessel entworfenen Plane seit dem Ende der zwanziger Jahre des vorigen Jahrhunderts alle Sterne einer 30° breiten Zone des Himmels bis zu den Sternen neunter Größe beobachteten und mappierten. Die Ekliptikalkarten umfassen nur eine schmale, die Ekliptik einschließende Zone, enthalten aber die Sterne bis zur 11. und 12. Größe.

Seit jener Zeit sind bis zum Jahre 1920 mehr als 900 kleine Planeten oder Planetoiden so sicher konstatiert worden, daß elliptische Bahnen für sie gerechnet werden konnten. Würde man die infolge unzureichender Beobachtung durch ihre Entdecker wieder verloren gegangenen mitrechnen, so würde die Zahl noch sehr viel größer werden. Die Entdeckungen verteilen sich folgendermaßen auf die einzelnen Zeiträume:

1801—1807	4	1881—1885	34
1845—1850	9	1886—1890	49
1851—1855	24	1891—1895	107
1856—1860	25	1896—1900	54
1861—1865	23	1901—1905	119
1866—1870	27	1906—1910	125
1871—1875	45	1911—1915	106
1876—1880	62	1916—1920	120

Die Vermehrung der Zahl der Entdeckungen seit 1850 beruht auf dem großen und systematischen Eifer, mit dem jetzt gesucht wird, ganz besonders aber auf der im Jahre 1891 erfolgten Einführung der überaus wirksamen und einfachen photographischen Aufsuchungsmethode (S. 260). Die erfolgreichsten Planetenentdecker sind: M. Wolf und seine Schüler, Charlois, Palisa, C. H. F. Peters, R. Luther, Metcalf.

Man hat den kleinen Planeten ursprünglich Namen gegeben; als aber ihre Anzahl stark wuchs, bereitete es Schwierigkeiten, immer wieder neue Namen zu finden. Man ist daher übereingekommen, als Bezeichnung der kleinen Planeten ihre in Klammern oder in einen Ring eingeschlossenen Nummern zu verwenden. Diese Nummern bekommen sie aber erst dann, wenn so viele Beobachtungen vorliegen, daß eine sichere Bahn berechnet werden kann. Vorher werden sie provisorisch nach dem Datum der Anmeldung bei der Zentralstelle in Kiel mit der Jahreszahl und zwei beigefügten Buch-

staben bezeichnet. So hatte z. B. der Planet (719) Albert die provisorische Bezeichnung 1911 MT.

Alle diese Planeten sind so klein, daß sie mit Ausnahme der hellsten und größten nur als Punkte, wie die Fixsterne, erscheinen; die allermeisten von ihnen sind in der Opposition höchstens so hell wie Sterne 10. und 11. Größe, und nur sehr wenige, besonders Vesta, Ceres und Eros, können mitunter gerade noch mit freiem Auge erkannt werden. Bei einer Anzahl der hellsten dieser kleinen Planeten sind von Müller in Potsdam und später auch von Parkhurst in Cambridge (Amerika) durch genaue photometrische Messungen Helligkeitsänderungen nachgewiesen worden, die ohne Zweifel in Zusammenhang stehen mit den Phasenänderungen, welche selbst bei diesen Himmelskörpern noch sehr merklich sein können. Es ist sehr wahrscheinlich, daß die Helligkeitsänderungen, welche auch schon früher bei einigen kleinen Planeten beobachtet worden sind, und welche damals durch die Existenz von dunklen Flecken erklärt wurden, zum Teil ebenfalls auf Phaseneinfluß zurückzuführen sind; wenigstens ist dies aus einer der zuverlässigsten älteren Beobachtungsreihen an dem Planeten Frigga durch Müllers Untersuchungen überzeugend nachgewiesen worden. Aus den photometrischen Messungen geht hervor, daß die Gesamtschwankungen der Lichtstärke bei den einzelnen kleinen Planeten nicht unwesentlich von einander verschieden sind, und daß sie im Maximum fast den Betrag einer vollen Größenklasse erreichen können. Bei dem größten Teile der untersuchten Planetoiden hat die Form der Lichtkurve große Ähnlichkeit mit der des Mondes und der des Planeten Merkur, während bei den anderen der Verlauf der Helligkeitsänderungen etwas davon abzuweichen und sich mehr der Lichtkurve des Planeten Mars zu nähern scheint. Außer diesen von der Phase abhängigen Lichtschwankungen hat man zeitweilig an Eros und einigen anderen kleinen Planeten noch eine bis dahin unbekannte, merkwürdige Art von Helligkeitsänderungen bemerkt. E. von Oppolzer fand nämlich im Winter 1900/1901 bei photometrischen Beobachtungen, die er auf dem Potsdamer Observatorium anstellte, daß Eros rasche, periodische Lichtänderungen im Betrage von etwa einer Größenklasse erleidet. Zahlreiche andere Astronomen bestätigten die Wahrnehmung von Oppolzer, und es fand sich für den Lichtwechsel des Eros eine Periode von $5^h\,16^m$. Merkwürdigerweise nahm aber die Größe der Helligkeitsschwankung rasch ab, und bereits im Mai 1901 hatte Eros eine konstante Helligkeit. Während der Opposition 1903 fand S. J. Bailey in Arequipa wiederum Helligkeitsänderungen im Betrage von 0.5 bis 0.8 Größenklassen, die sich gleichfalls in einer Periode von $5^h\,16^m$ abspielten, während Guthnick in der Opposition von 1907 keinerlei periodische Lichtschwankungen konstatieren konnte. Während der Opposition von 1914 fand Margaret Harwood auf dem Maria Mitchell-Observatorium (Nantucket, Mass.) unregelmäßige Schwankungen des Eros im Betrage von 0.3 Größen-

klassen, die sich in keine regelmäßige Periode einordnen ließen; dagegen zeigten ihre Beobachtungen während der Opposition von 1919 wieder regelmäßige Schwankungen von mehr als einer Größenklasse, die sich in die Periode von $5^h\ 16^m$ einpassen ließen. Man hat diese Lichtschwankungen durch die Annahme zu erklären versucht, daß die Gestalt dieses Planetoiden eine unregelmäßige, oder wenigstens nicht, wie bei den übrigen Planeten, eine einfache Rotationsfigur sei. Die Lichtänderungen würden dann durch die Achsendrehung dieser unregelmäßigen Masse entstehen. Die ganze Frage ist indessen noch nicht geklärt; es müssen noch weitere sorgfältige Beobachtungen dieses Lichtwechsels angestellt werden.

Es läßt sich aus der Ähnlichkeit in dem photometrischen Verhalten der Schluß ziehen, daß die kleinen Planeten, ebenso wie der Mond und wahrscheinlich auch Merkur, von gar keinen oder höchstens sehr dünnen Atmosphären umgeben sind, was auch nach der kinetischen Gastheorie durchaus wahrscheinlich ist. Weiterhin lassen sich aus den photometrischen Beobachtungen, wenngleich auf eine ziemlich rohe Weise, die Durchmesser genähert schätzen, wenn man voraussetzt, daß die Oberflächen das Sonnenlicht in gleichem Grade reflektieren, wie die der Planeten Mars und Merkur. Auf diese Weise hat man gefunden, daß Ceres und Vesta mit einem Durchmesser von etwa 300 bis 400 km die größten Planetoiden sind, während zu den kleinsten, mit Durchmessern von 7 bzw. 5 km, Stephania und Hamiltonia gehören mögen. Die Durchmesser der meisten Planetoiden haben Werte unter 100 km. Jedenfalls dürfen wir behaupten, daß erst Tausende selbst der größten unter ihnen eine Erde ausmachen würden. Aus mikrometrischen Messungen fand Barnard die Durchmesser der Ceres, Pallas, Vesta, Juno bzw. zu 768, 483, 385, 193 km, doch sind auch diese Zahlen noch mit einer erheblichen Unsicherheit behaftet, so daß man sich über ihre große Differenz gegen die aus den photometrischen Beobachtungen folgenden Werte nicht wundern darf.

Die Frage, welche Olbers durch seine bereits erwähnte Hypothese zu beantworten suchte, ob diese Körperchen jemals einen einzigen Weltkörper gebildet haben könnten, gehört mehr in das Kapitel der Kosmogonie als zur reinen Astronomie. Infolge der säkularen Änderungen der Bahnen hat der gemeinschaftliche Kreuzungspunkt der Bahnen, welcher nach dieser Hypothese zu Anfang vorhanden gewesen sein müßte, keinen dauernden Bestand, und die Nichtexistenz eines gemeinschaftlichen Durchschnittspunktes in der Gegenwart ist kein Beweis dafür, daß es nicht vor vielen Tausenden oder Millionen von Jahren einen solchen wirklich gegeben hat. Indessen scheinen doch spätere Rechnungen (von Encke u. a.) zu zeigen, daß ein Kreuzungspunkt auch vor vielen Jahren nicht existiert hat und vermutlich nur existiert haben kann, wenn in der Zwischenzeit einige Bahnen durch die gegenseitige Anziehung der kleinen Planeten bedeutende Änderungen

erlitten haben. Eine solche Wirkung ist nicht unmöglich; wir können sie aber wegen der großen Zahl dieser Körper und der Unbekanntschaft mit ihren Massen nicht berechnen. Hat je eine Explosion und Zertrümmerung eines Körpers in sehr viele wirklich stattgefunden, so müßte dies in sehr entlegener Zeit geschehen sein.

Wenn nun auch die Hypothese von Olbers, welche alle kleinen Planeten als durch Zerfall eines einzigen großen entstanden annimmt, so bedeutende Schwierigkeiten in sich birgt, daß sie nicht mehr im vollen Umfange aufrecht erhalten werden kann, so hat man sie später doch wieder in modifizierter Form zur Erklärung gewisser Erscheinungen im System der kleinen Planeten herangezogen. Es hat sich nämlich gezeigt, daß vielfach Gruppen von Planetoiden existieren, die eine so große Ähnlichkeit der Bahnelemente aufweisen, daß man an einen gemeinsamen Ursprung denken kann. Callandreau suchte ein solches gemeinsames Entstehen noch auf folgende Weise plausibler zu machen. Die Bahnen der kleinen Planeten nach dem Jupiter zu haben gewisse Eigentümlichkeiten mit den Bahnen der kurzperiodischen Kometen gemeinsam; ja gewisse Kometen, wie z. B. der Komet Holmes, könnten vor der Umgestaltung ihrer Bahnen durch die Anziehung des Jupiter recht gut zu den Planetoiden gehört haben. Ebenso gut kann auch das Umgekehrte der Fall sein. Weiter zeigt die Erfahrung, daß die meisten kurzperiodischen Kometen vergängliche Weltkörper sind und nach einer größeren oder kleineren Anzahl von Umläufen zerfallen. Es könnten auf diese Art solche Gruppen von kleinen Körpern aus einem einzigen entstehen. Eine andere Erklärung für die Entstehung der Planetoiden gibt die Nebularhypothese, über welche wir später reden werden.

Ordnet man die kleinen Planeten nach ihren mittleren Entfernungen von der Sonne oder nach ihren mittleren täglichen Bewegungen, so sieht man auf den ersten Blick, daß die Verteilung nicht gleichmäßig ist, sondern daß an gewissen Stellen Lücken vorhanden sind. Man fand schon sehr früh, daß diese Lücken meist gerade an den Stellen auftreten, an welchen das Verhältnis der mittleren täglichen Bewegung des Jupiter zu der der kleinen Planeten einem kleinziffrigen Bruche, z. B. $\frac{1}{2}$, $\frac{1}{3}$, $\frac{2}{5}$, $\frac{3}{5}$, $\frac{2}{7}$, $\frac{3}{7}$, $\frac{4}{7}$, $\frac{5}{7}$ usw., gleich ist. So ist an der Stelle, wo kleine Planeten mit der mittleren täglichen Bewegung von 598″, d. h. der doppelten mittleren Bewegung des Jupiter, vorhanden sein müßten, bisher kein einziger gefunden worden. Man hat das Entstehen dieser Lücken auf die störende Einwirkung des Jupiter zurückführen wollen, aber einmal gibt die heutige Störungstheorie keinen Anhalt zu einer einwandfreien Erklärung, dann aber existieren an anderen Kommensurabilitätsstellen, $\frac{2}{3}$, $\frac{3}{4}$ usw., tatsächlich auch Planeten, und man muß sich vorläufig mit der beobachteten Tatsache zufrieden geben.

Über die wahrscheinliche Zahl und Gesamtmasse der kleinen Planeten läßt sich gleichfalls nichts Sicheres sagen. Obschon jetzt über 900

bekannt sind, merkt man noch kaum eine Abnahme in der Zahl der jährlich neu entdeckten. Es dürfte keine untere Grenze für ihre Größe geben und ihre Zahl unermeßlich sein; die meisten werden zu klein sein, als daß sie mit den Fernrohren, die jetzt zu ihrer Aufsuchung dienen, gefunden werden könnten.

Für die physische Astronomie ist die Frage nach der Gesamtmasse der kleinen Planeten noch wichtiger als die nach ihrer Gesamtzahl, weil von dieser Masse ihr Einfluß auf die Bewegung der großen Planeten abhängt. Jeder einzelne dieser Körper ist so winzig, daß seine Anziehung auf die großen Planeten vollkommen unmerklich ist. Aber es ist nicht unmöglich, daß die ganze Gruppe durch ihre vereinigte Wirkung eine säkulare Änderung in der Form der Bahnen von Mars und Jupiter hervorbringen kann, welche im Laufe der Zeiten für die Beobachtung merkbar wird. Nach Untersuchungen von Leverrier und späteren von Harzer würde die obere Grenze der Gesamtmasse des Asteroidenringes nur $^1/_6$ bis $^1/_4$ der Erdmasse sein können. Zu genau demselben Werte gelangte H. Osten, indem er die Störungen untersuchte, die der kleine Planet (447) Valentine durch die Gesamtmasse der kleinen Planeten während eines Zeitraumes von 20 Jahren erfahren hat. Schätzt man indessen die Gesamtmasse der bisher bekannten Planetoiden unter plausiblen Annahmen ab, so folgt ein sehr viel kleinerer Wert, nämlich etwa $^1/_{900}$ der Erdmasse.

Die Berechnung von elliptischen Bahnen genügt in den meisten Fällen nicht, um die Planetoiden nach Jahren am Himmel wieder aufzufinden, da die Störungen, welche diese Körper durch Jupiter und Saturn erleiden, zu hohe Beträge erreichen. Die strenge und vollständige Berechnung dieser Störungen erfordert aber sehr viel Zeit und Arbeit, und vielfach entspricht der damit erzielte Gewinn nicht diesem höchst bedeutenden Aufwand an Kräften. Wollte man nun nicht die große Mehrzahl der Planetoiden ihres Weges gehen lassen, wie schon vorgeschlagen wurde, und sich nur auf die Beobachtung und Berechnung einer kleinen Zahl besonders interessanter beschränken, so mußte ein anderer Weg eingeschlagen werden. Bohlin und Brendel haben daher untersucht, ob es nicht genügt, nur die größten und wichtigsten Störungsglieder zu berechnen und die Bewegung der kleinen Planeten unter Hinzuziehung dieser Glieder in Tafeln zu bringen. Diese Bemühungen haben sich nun als erfolgreich erwiesen. Brendel zeigte, daß man mit Hilfe solcher Tafeln die Position eines kleinen Planeten ohne große Arbeit so genau berechnen kann, daß er für einen Zeitraum von etwa 100 Jahren wieder aufgefunden und mit Sicherheit identifiziert werden kann. Es ist sogar möglich gewesen, derartige Tafeln gleich für ganze Gruppen von Planeten, statt für die einzelnen Individuen aufzustellen, wodurch sich natürlich die für die Berechnung der Tafeln erforderliche Arbeit wesentlich verringert.

Zur Beurteilung numerischer Verhältnisse mögen schließlich noch die folgenden statistischen Daten Platz finden, die einer Untersuchung von Elva G. Utzinger entnommen sind. Unter den Bahnen der kleinen Planeten, welche die Nummern (1) bis (809) führen, befinden sich:

Mittlere Distanzen (halbe große Achsen) zwischen						1.4	und	2.0	bei	2	Planeten
„	„	„	„	„	„	2.0	„	2.5	„	164	„
„	„	„	„	„	„	2.5	„	3.0	„	386	„
„	„	„	„	„	„	3.0	„	3.5	„	243	„
„	„	„	„	„	„	3.5	„	4.0	„	9	„
„	„	„	„	„	„	4.0	„	4.5	„	1	„
„	„	„	„	„	„	4.5	„	5.3	„	4	„
Exzentrizitäten zwischen						0.00	und	0.10	bei	248	Planeten
„	„					0.10	„	0.20	„	372	„
„	„					0.20	„	0.30	„	164	„
„	„					0.30	„	0.40	„	23	„
„	„					0.40	„	0.50	„	1	„
„	„					0.50	„	0.54	„	1	„
Neigungen zwischen						0°	und	8°	bei	372	Planeten
„	„					8	„	16	„	333	„
„	„					16	„	24	„	83	„
„	„					24	„	32	„	18	„
„	„					32	„	35	„	3	„
Knotenlängen zwischen						0°	und	90°	bei	223	Planeten
„	„					90	„	180	„	227	„
„	„					180	„	270	„	176	„
„	„					270	„	360	„	183	„
Perihellängen zwischen						0°	und	90°	bei	290	Planeten
„	„					90	„	180	„	152	„
„	„					180	„	270	„	138	„
„	„					270	„	360	„	229	„

Wie man sieht, liegt die Mehrzahl der mittleren Distanzen zwischen 2.5 und 3 Erdbahnhalbmessern, der Marsbahn mit der mittleren Entfernung 1.5 demnach näher als der Jupiterbahn (5.2). Die größte mittlere Distanz, die bis jetzt überhaupt bekannt ist, 5.72 oder 855 Millionen Kilometer bei (944) [1920 HZ], übertrifft die geringste, 1.46 oder 218 Millionen Kilometer bei (433) Eros um mehr als den dreifachen Betrag; und nimmt man Rücksicht auf die zum Teil sehr bedeutenden Exzentrizitäten, so dehnt sich der Raum, innerhalb dessen kleine Planeten überhaupt vorkommen, noch beträchtlich weiter aus. Den halben großen Achsen entsprechend verhalten sich die Umlaufszeiten. Die Mehrzahl der Planetoiden braucht 4 bis 5 Jahre, um den Umlauf um die Sonne zu vollenden, (944) aber über 13, Eros dagegen nur 1.8 Jahre. — Die Bahnexzentrizitäten sind, wie die Zusammenstellung zeigt, weit erheblicher als bei den großen Planeten; die Mehrzahl der Planetoiden hat über 0.10 Exzentrizität. Die geringste kommt mit 0.00 bei (330) und (398) vor;

dagegen haben (719) Albert, (887) Alinda und (944) die Exzentrizität 0.54 bzw. 0.53 bzw. 0.65 und übertreffen damit in der Tat schon die wenigst exzentrischen Kometenbahnen, z. B. die des periodischen Kometen Tempel$_1$ und die des Kometen Holmes. — Ähnlich verhält es sich mit den Neigungen gegen die Ekliptik; während von den großen Planeten nur Merkur eine Bahnneigung von 7° hat, treten bei den kleinen Planeten solche bis zu 43° bei (944) auf, und mehr als die Hälfte hat eine Neigung von über 8°. — Die Längen des aufsteigenden Knotens der Bahnen in der Ekliptik scheinen ziemlich regelmäßig durch den Umkreis verteilt zu sein. Sehr auffallend aber ist die überwiegend große Zahl der Perihellängen in dem ersten und dem letzten Quadranten. Die Tatsache des Vorhandenseins der starken Neigungen, der großen Exzentrizitäten und der ungleichen Verteilung der Perihelien erscheint sehr bemerkenswert; sie hängt vermutlich zum Teil mit der Art der Entstehung der kleinen Planeten zusammen, da Störungen allein einen so bedeutenden Einfluß wohl kaum haben können. Indessen sind wir nicht imstande, eine Erklärung dafür zu geben. Aus den kosmogonischen Hypothesen lassen sich, wie wir später sehen werden, nur die wesentlichsten Züge und allgemeinsten Eigenschaften des Planetensystems überhaupt mit einiger Wahrscheinlichkeit erklären; Abweichungen aber von diesen Grundzügen, wie sie gerade das Heer der kleinen Planeten fast als Regel aufweist, liegen zurzeit noch außerhalb des Bereiches unserer Erkenntnis.

Zum Schluß seien noch kurze Angaben über einige der interessantesten der kleinen Planeten, Eros, Albert und die Jupitergruppe, gemacht. Eros wurde am 13. August 1898 von Witt in Berlin auf photographischem Wege aufgefunden, aber nachdem einmal seine Bahn bekannt war, konnte Pickering zeigen, daß er schon 1893, 1894, 1896 auf den Aufnahmen des Harvard College Observatory vorhanden war. Die Berechnung der Bahn ergab nun als völlig unerwartetes Resultat, daß die mittlere Entfernung des Planeten von der Sonne nur 1.46 Erdbahnhalbmesser ist, also kleiner als die des Mars (1.52). Diese geringe Distanz, sowie die verhältnismäßig große Exzentrizität (0.22) und das nahe Zusammenfallen des Perihels mit dem absteigenden Knoten sind Veranlassung, daß Eros der Erde im günstigsten Falle (1894, 1931) bis auf 21.7 Millionen Kilometer nahekommen kann, während seine größte Entfernung bis auf 419 Millionen Kilometer steigt. Infolge dieser großen Distanzänderungen schwankt auch die Helligkeit des Planeten, der in mittlerer Entfernung 9.7ter Größe ist, so stark, daß er im günstigsten Falle mit bloßem Auge, im ungünstigsten dagegen kaum mit den größten Fernrohren gesehen werden kann. Sein Durchmesser ist auf Grund photometrischer Beobachtungen auf etwa 16 Kilometer geschätzt worden; über seine Achsendrehung, welche die bereits oben erwähnten kurzperiodischen Lichtschwankungen anzeigen sollten, hat man noch nichts Sicheres feststellen können.

Der Planet (719) Albert wurde am 3. Oktober 1911 von Palisa als Sternchen 12. Größe entdeckt. Aus seiner großen direkten Bewegung zur Zeit der Opposition schloß Palisa, daß es sich um einen Planeten mit besonderen Bahnverhältnissen handeln müsse. Leider verhinderten Mondschein und trübes Wetter weitere Beobachtungen. Es konnte aber doch aus den zwei Beobachtungen von Palisa und einer dritten von Pechüle (Okt. 4) eine angenäherte Bahn berechnet werden, die es ermöglichte, den Planeten auf photographischen Aufnahmen in Greenwich (Okt. 11), Heidelberg (Sept. 16 und Okt. 17), Johannesburg in Südafrika (Okt. 18) aufzufinden. Nun konnte die Bahn genauer bestimmt werden, und es ergaben sich für sie nach Haynes folgende Elemente:

Periheldurchgang	1911 Aug. 29
Umlaufszeit	4.115 Jahre
Halbe große Achse	2.5679 Erdbahnhalbmesser
Exzentrizität	0.5377
Neigung	10° 47'.6
Knotenlänge	185 32.6
Perihellänge	347 33.1

Der Planet gehört also, wie Palisa gleich richtig erkannt hatte, zu den interessantesten, da er infolge der großen, bis dahin bei keinem Planeten gefundenen Exzentrizität der Erde sehr nahe kommen kann und sich daher auch zur Bestimmung der Sonnenparallaxe besonders eignet. Seine Entfernung von der Sonne ist nämlich im Perihel 177 Millionen Kilometer, im Aphel 590 Millionen Kilometer, die kürzeste Entfernung von der Erde somit nur 28 Millionen Kilometer. Die Bahn liegt zum Teil innerhalb der Marsbahn, zum Teil nähert sie sich sehr der Jupiterbahn; sie wird also sehr großen Veränderungen infolge von Störungen unterworfen sein, und die oben mitgeteilten Zahlen können nur als genäherte angesehen werden.

Der Durchmesser von Albert dürfte nur etwa 4 bis 5 km betragen; die Helligkeitsschwankungen sind infolge der großen Exzentrizität sehr erheblich. Im Aphel würde er etwa 19. Größe sein, so daß er wohl überhaupt nur in der Nähe des Perihels zu beobachten sein wird.

Im Jahre 1918 wurde von Wolf ein zweiter Planet entdeckt, dessen Bahn sich durch eine außergewöhnlich große Exzentrizität auszeichnet. Es ist dies der Planet (887) Alinda. Seine Bahn weist große Ähnlichkeit mit der Bahn von Albert auf, insbesondere hat die Exzentrizität (0.5333) fast genau denselben großen Wert wie bei diesem Planeten.

Von sehr großem theoretischen Interesse ist eine Gruppe kleiner Planeten, die sich dadurch auszeichnen, daß ihre mittleren Entfernungen von der Sonne nahe gleich der des Jupiter sind, und die man deshalb unter dem Namen Jupitergruppe zusammenfaßt. Um äußerlich ihre Zusammengehörigkeit zu

kennzeichnen, hat man den einzelnen Mitgliedern dieser Gruppe Namen aus dem trojanischen Heldenkreis beigelegt, und man nennt sie daher auch die Trojanergruppe. Bis zum Jahre 1921 sind 6 Planeten dieser Gruppe entdeckt worden. Ihre Bahnelemente sind in der folgenden Tabelle, welcher am Schluß zum Vergleich die Elemente der Jupiterbahn beigefügt sind, zusammengestellt:

		Halbe große Achse	Umlaufszeit Tage	Exzentrizität	Neigung	Knotenlänge	Perihellänge	Helligkeit
(588)	Achilles	5.25	4397	0.15	10°18′	315°47′	82°54′	14
(617)	Patroklus	5.18	4312	0.14	22 3	43 41	346 7	13
(624)	Hektor	5.25	4392	0.03	18 10	342 10	154 20	13
(659)	Nestor	5.19	4323	0.11	4 32	350 10	322 9	14
(884)	Priamus	5.26	4402	0.12	8 51	300 48	270 21	14
(911)	—	5.15	4274	0.09	21 57	336 55	55 41	14
	Jupiter	5.20	4333	0.05	1 19	99 27	12 43	—

Diese Gruppe von kleinen Planeten bildet ein Beispiel zu einem speziellen Falle des Dreikörperproblems, den bereits Lagrange streng lösen konnte. Bewegen sich drei Massen in einer Ebene um ihren gemeinsamen Schwerpunkt, und haben diese Massen zu irgendeiner Zeit gleiche Abstände von einander — sie bilden dann also die Ecken eines gleichseitigen Dreiecks —, so müssen diese drei Körper, wie Lagrange zeigte, dauernd diese gegenseitige Lage beibehalten, sich also gegenseitig nicht stören, wenn ihre Anfangsgeschwindigkeiten gewisse Bedingungen erfüllen. Nun hat freilich keiner der oben erwähnten Planetoiden genau die geforderte Lage zu Jupiter und Sonne, aber doch ziemlich angenähert. Für diesen Fall zeigt die Theorie, daß der betreffende Körper nicht unverändert in dem einen Eckpunkte des gleichseitigen Dreiecks stehen bleibt, sondern in einer periodischen Schwankung (Libration) um denselben herumpendelt. Nach Charlier beträgt die Periode dieser Libration 148 Jahre.

8. Jupiter und seine Satelliten.

Jupiter (♃), der Riesenplanet unseres Systems, überragt an Masse ($^1/_{1047}$ der Sonnenmasse) bei weitem die Massen aller anderen Planeten zusammengenommen. Sein mittlerer Durchmesser beträgt etwa 137000 km, indessen übertrifft, infolge der großen Abplattung von $^1/_{17}$, der Äquatorialdurchmesser den polaren um 9500 km. Sein Volumen ist etwa 1300mal so groß als das der Erde. Da aber seine Masse die der Erde nur 320mal übertrifft, so folgt, daß sein spezifisches Gewicht erheblich geringer und nur wenig größer als das des Wassers ist, nämlich nur 1.4. Wegen der Exzentrizität seiner Bahn schwanken die Sonnenabstände um den mittleren (778 Millionen Kilometer) zwischen 740 und 815 Millionen Kilometer. Seine siderische Umlaufszeit ist 50 Tage geringer als 12 Jahre.

Man erkennt Jupiter leicht an seinem ruhig glänzenden, weißen Lichte, welches fast alle anderen Planeten überstrahlt, denn nur Venus und zu gewissen seltenen Zeiten Mars können eine größere Helligkeit erreichen. Er hat in der mittleren Opposition die Größe — 2.2. Die Schwankungen der Helligkeit infolge der wechselnden Entfernung sind nur gering, und diejenigen, welche von der Phase herrühren, die im Maximum nur 12 Grad erreichen kann, sind unmerklich. Oppositionen finden 1923 Mai 5 und 1924 Juni 5 statt; in jedem folgenden Jahre fällt die Opposition ungefähr einen Monat später, da Jupiter in dieser Zeit weiter nach Osten gerückt ist.

Mit Ausnahme von Sonne und Mond ist kein Körper unseres Systems so andauernd und sorgfältig beobachtet worden wie Jupiter. Im Gegensatz zu Mars zeigt seine Oberfläche keine unveränderlich dauernden Gestaltungen, und es ist daher auch die Konstruktion einer Karte des Jupiter unmöglich. Das Aussehen der Oberfläche variiert vielmehr fortwährend und zeigt selbst in kürzeren Zeiträumen oft erhebliche Verschiedenheiten. Schon früh erwähnen Beobachter zwei dunkle Streifen, welche die Oberfläche etwa in der Richtung des Jupiteräquators durchziehen, einer nördlich, der andere südlich vom Äquator, die als charakteristisches Merkmal der Jupiterscheibe galten. Genaue Untersuchungen mit den großen Fernrohren der neueren Zeit haben nun gezeigt, daß diese sogenannten Äquatorialstreifen, die auch auf den Photographien gut sichtbar sind (Fig. 155), eine weit verwickeltere Struktur haben, als früher vermutet wurde, und daß sie aus einer großen Zahl schichtwolkenähnlicher, sehr verschiedenartiger Formen bestehen (vgl. Fig. 157). Diese Gebilde, wie die gleichfalls auch in anderen Teilen der Jupiteroberfläche häufig wahrgenommenen, mehr haufenwolkenähnlichen, verändern sich so schnell, daß die Oberfläche des Planeten kaum in zwei aufeinanderfolgenden Nächten das gleiche Aussehen hat. Im allgemeinen ist die südliche Hemisphäre des Jupiter größeren Veränderungen unterworfen als die nördliche. Die dunklen, dem Äquator parallelen Streifen, von denen man in besseren Fernrohren 5 oder mehr erkennen kann, behalten ihre Lage oft auf Jahre hinaus unverändert bei. Ihr Aussehen weist dagegen starke Änderungen auf. Die schwächeren Äquatorialstreifen sind zu Zeiten gut sichtbar, zu anderen Zeiten aber ganz verschwunden. Auch der starke nördliche Streifen kann zeitweilig fast völlig verschwinden. Diese dunklen Streifen sind durch helle Zwischenräume voneinander getrennt; der hellste ist die Äquatorzone.

Die Farbe der Streifen ist meist rötlichbraun, doch kommen auch dunklere Tönungen vor. Die Färbung unterliegt fortwährenden Änderungen. Die Äquatorgegenden mit ihren Streifen und Flecken sind oft von einer fast rosigen Färbung, und diese ist mitunter so stark ausgeprägt, daß sie selbst dem ungeübten Beobachter auffällt, während zu anderen Zeiten wiederum kaum eine Spur von derselben wahrzunehmen ist.

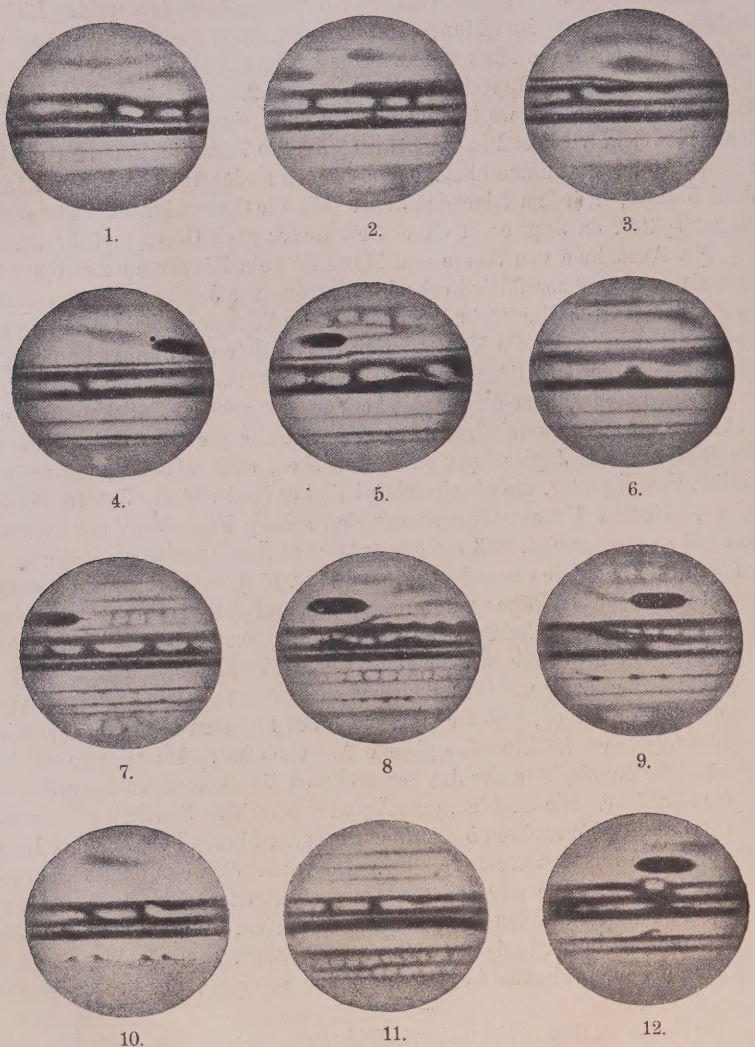


Fig. 157. Jupiter 1878 bis 1881 nach O. Lohse (Potsdam).

1.) 1878 Mai 6. 15^h55^m; 2.) Juni 2. 14^h33^m; 3.) Juni 21. 13^h38^m; 4.) 1879 Juni 5. 15^h8^m; 5.) Sept. 18. 8^h34^m; 6.) Okt. 8. 11^h12^m; 7.) 1880 Aug. 5. 14^h29^m; 8.) Okt. 17. 8^h53^m; 9.) Nov. 2. 11^h7^m; 10.) Dez. 22. 4^h58^m; 11.) 1881 Jan. 3. 6^h52^m; 12.) Febr. 14. 7^h11^m.

Nicht selten bemerkt man Flecke auf der Oberfläche, welche beständiger als die gewöhnlichen, in den Streifen auffallenden Punkte sind und so das Mittel zur genäherten Bestimmung der Rotationsdauer des Jupiter gegeben haben. Gewöhnlich sind diese Flecke dunkel; aber in einzelnen Fällen zeigen sich auch helle, runde, kleine Flecke, ähnlich wie die Satelliten, die häufig hell erscheinen, wenn sie vor der Jupiterscheibe stehen. Von besonderem Interesse ist der „rote Fleck", ein großer, fast ovaler, häufig auffallend rot gefärbter Fleck in der südlichen Hemisphäre, dessen Länge etwa 41000 km und dessen Breite etwa 14000 km beträgt (siehe besonders Nr. 5, 8, 9, 12 der Fig. 157). Er wurde 1878 aufgefunden und von dieser Zeit an von allen Jupiterbeobachtern aufmerksam verfolgt. Obwohl auch er vielfachen allmählichen Änderungen unterworfen ist, hat er sich doch bis jetzt im wesentlichen erhalten. Seine Existenz hat sich aber noch weiter hinter sein Entdeckungsjahr zurück nachweisen lassen. Auf eine Anregung von H. Struve hat Kritzinger die älteren, sehr zahlreichen Zeichnungen des Jupiter untersucht und gefunden, daß sich der rote Fleck bis zum Jahre 1831 zurückverfolgen läßt, also bereits 90 Jahre vorhanden ist. Die Untersuchungen von Lohse und anderen Astronomen über die Rotationsbewegung des roten Flecks haben ergeben, daß der Fleck nicht dauernd mit einem Punkte des inneren, gleichförmig rotierenden Kerns in Zusammenhang geblieben sein kann. Die Umdrehungsgeschwindigkeit des Flecks ist nämlich merklich kleiner geworden, als sie bei der Auffindung desselben im Jahre 1878 war. Infolge dieser veränderlichen Geschwindigkeit hat der Fleck seine Lage auf dem Planeten dauernd geändert und in den verschiedenen Jahren verschiedene jovigraphische Längen gehabt. Lohse hat aus seinen Messungen des Flecks diese Änderungen der Länge unter der Annahme einer Rotationszeit von $9^h\,55^m\,41^s$ abgeleitet und durch die in Fig. 158 wiedergegebene Kurve dargestellt. Trotz dieser Veränderung der Bewegung des roten Flecks kann er, wie mehrere Jupiterbeobachter annehmen, eruptiven Ursprung haben.

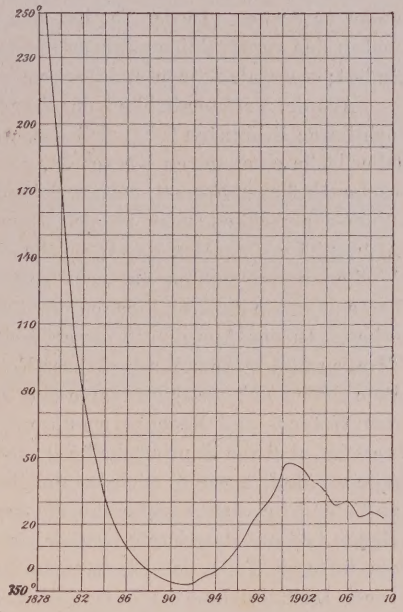


Fig. 158.

Auf ein zweites, sehr merkwürdiges Gebilde, den „Schleier", hat zuerst H. Struve aufmerksam gemacht. Es ist das eine matte, graue Wolke, die sich gleichfalls auf der Südhalbkugel des Jupiter befindet und zwar in fast derselben Breite, die der rote Fleck hat. Kritzinger konnte den Schleier auf den alten Zeichnungen bis zum Jahre 1840 nachweisen, so daß auch er, trotz häufiger und starker Veränderungen, ein dauerndes Gebilde zu sein scheint. Seine Rotationsgeschwindigkeit ist etwas größer, als die des roten Flecks; der Schleier muß sich daher zu gewissen Zeiten (jedes zweite Jahr) über oder unter dem roten Fleck befinden, so daß die beiden Objekte einander verdecken. In der Tat hat sich das Aussehen des roten Flecks jedesmal in den geradzahligen Jahren für die Dauer von etwa 40 Tagen stark geändert; er war dann jedesmal stark verblaßt, häufig sogar ganz verschwunden.

Aus der Veränderlichkeit der Streifen und nahezu aller auf dem Jupiter sichtbaren Bildungen folgt, daß das, was wir vom Planeten sehen, nicht die Oberfläche eines festen Kernes ist, sondern die äußere Schicht dampf- und wolkenähnlicher Formationen, welche die ganze Oberfläche bedecken. Aller Wahrscheinlichkeit nach ist der Planet von einer mächtigen und dichten Atmosphäre umgeben, durch welche das Licht wegen enormer Massen von Wolken und Dämpfen nur sehr geschwächt hindurchdringen kann. Man hätte dann die dunklen Streifen und Gebilde als Lücken in den Wolken anzusehen. In der Anordnung dieser Wolken zu den dem Äquator parallelen Streifen und in dem Wechsel ihrer Formen mit der Breite (in der Nähe der Pole finden sich meist nur zarte oder gar keine Streifen) könnte man etwas den Wolken- und Regenzonen unserer Erde Analoges finden. Bemerkenswert ist, daß die Jupiterscheibe in der Mitte heller als an den Rändern erscheint, ähnlich wie es auch bei der Sonne der Fall ist. Dies zeigt sich sehr auffallend bei den Vorübergängen der Satelliten vor der Scheibe, die am Rande hell auf dunklerem Grunde, in der Mitte dagegen, wenn sie sich auf die helleren Teile der Planetenoberfläche projizieren, dunkel erscheinen. Diese Lichtabnahme nach dem Rande mag daher rühren, daß das Licht nahe dem Rande eine größere Schicht einer gasartigen Umhüllung durchsetzt und so durch Absorption schwächer wird. Die Existenz einer derartigen atmosphärischen Hülle wird durch Wahrnehmungen bei Fixsternbedeckungen bestätigt, wo eine allmähliche Lichtabnahme und gleichsam ein Eintreten des Sternes in die Jupiterscheibe beobachtet worden ist, ebenso durch die Formveränderung, welche das Scheibchen des III. Satelliten erleidet, wenn dieser von Jupiter bedeckt wird. Der hohe Albedowert (0.56) würde dagegen darauf hindeuten, daß das Sonnenlicht, welches von den Wolken in der Jupiteratmosphäre reflektiert wird, keine starke Schwächung durch diese Atmosphäre erleidet.

Das Innere des Jupiter scheint der Sitz einer lebhaften, durch hohe Wärme bedingten Tätigkeit zu sein. Es wird dies durch die auf seiner Ober-

fläche vor sich gehenden sehr schnellen und großen Bewegungen wahrscheinlich, welche das Aussehen der Scheibe oft in wenigen Stunden merkbar verändern. Bedenkt man, daß in der Jupiterentfernung eine Bogensekunde einer linearen Ausdehnung von etwa 3000 km entspricht, und daß andererseits die Intensität der Wirkungen von Licht und Wärme der Sonne auf Jupiter nur etwa ein Dreißigstel von der auf die Erde beträgt, so läßt sich kaum annehmen, daß so außerordentliche Kräfte, die gewaltige Massen in einer Stunde Tausende von Kilometern weit führen, in der Sonnenwärme ihren Grund haben sollten. Es ist daher wahrscheinlich, daß Jupiter noch nicht wie unsere Erde von einer festen Kruste bedeckt, sondern daß ein noch heißer und dabei nicht zu ausgedehnter Kern von einer mächtigen Hülle dichter Gase oder Dämpfe umgeben ist. Es steht dies in Einklang mit den oben erwähnten optischen Erscheinungen sowie mit der geringen Dichte, die nur $^1/_4$ von der der Erde beträgt und der der Sonne gleicht.

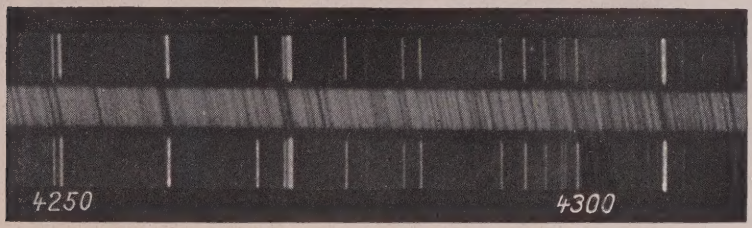


Fig. 159. Neigung der Linien im Spektrum des Jupiter.

Wegen dieser physischen Beschaffenheit kann die Rotationsdauer des Jupiter nicht mit der Schärfe wie die des Mars bestimmt werden; es ist nämlich nicht nur möglich, sondern es ist in der Tat auch häufig beobachtet worden, daß die Flecke eine eigene Bewegung außer der Rotationsbewegung besitzen. Zu manchen Zeiten sind indessen Flecke von großer Dauer und Beständigkeit der Form sichtbar gewesen und zur Bestimmung der Rotationsdauer benutzt worden. Die Zahl der Bestimmungen der Rotationszeit des Jupiter ist sehr groß, die Werte schwanken zwischen $9^h\,50^m$ (Cassini 1692) und $9^h\,56^m$. Neuere Beobachtungen lassen als gesichert erscheinen, daß die Rotation am Äquator schneller, und zwar in $9^h\,50^m{,}5$, vonstatten geht, als in höheren Breiten ($9^h\,55^m$), ohne daß aber eine solche Gesetzmäßigkeit wie auf der Sonne vorhanden wäre.

Diese Resultate über die Rotation des Jupiter sind neuerdings durch Messen der Umdrehungsgeschwindigkeit des Jupiter mit Hilfe des Spektrographen bestätigt worden. Aus der Größe des Jupiter und der Umdrehungsgeschwindigkeit läßt sich leicht ableiten, daß die Bewegung eines Punktes des Jupiteräquators 12½ km in der Sekunde beträgt. Stellt man nun den

Spalt eines Spektroskops dem Jupiteräquator parallel, so erscheinen infolge der großen Rotationsgeschwindigkeit die Linien im Spektrum des Planeten unter einer sehr merkbaren Neigung, aus welcher man umgekehrt die Um-

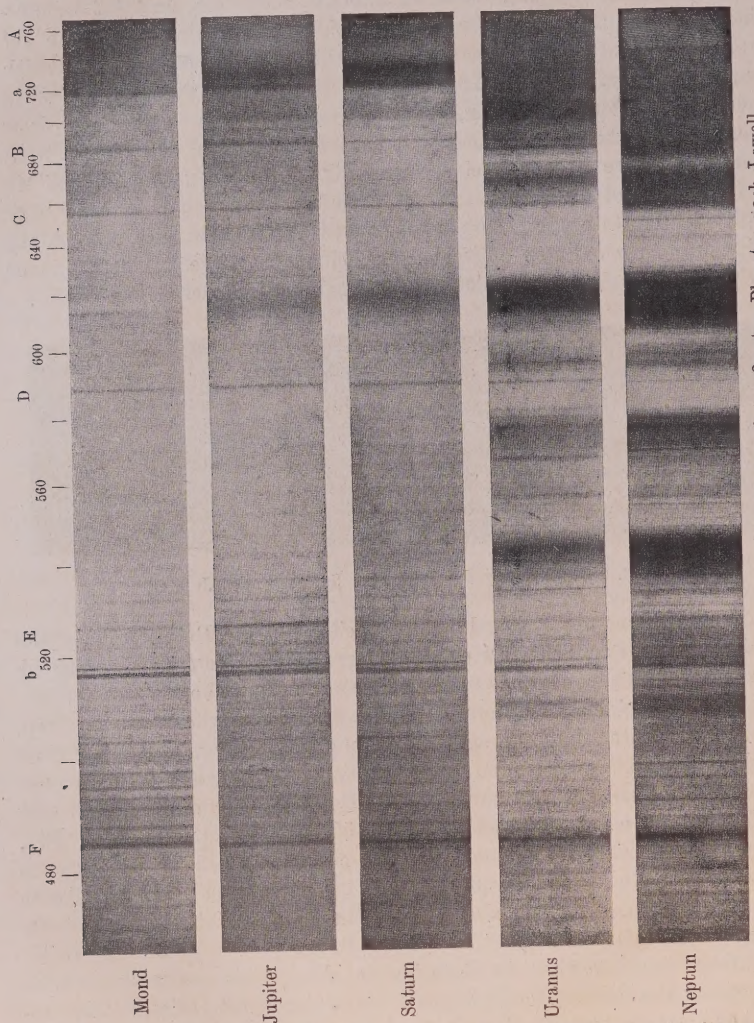


Fig. 160. Die Spektra des Mondes und der vier äußersten Planeten nach Lowell.

drehungsgeschwindigkeit ableiten kann. In Fig. 159, die eine in dieser Art von Slipher auf dem Lowell-Observatorium hergestellte Photographie des Jupiterspektrums wiedergibt, ist die Neigung der Linien des Jupiterspektrums

gegenüber den zu beiden Seiten befindlichen Vergleichslinien des künstlichen Vergleichspektrums (Eisenbogen) deutlich erkennbar.

Der Äquator des Jupiter ist nur wenig gegen seine Bahnebene geneigt (3°), so daß Jahreszeiten, wie bei uns auf der Erde, dort nicht vorhanden sind.

Nach den Untersuchungen von Huggins, Vogel und in neuerer Zeit von Lowell und Slipher zeigt das Jupiterspektrum (vgl. Fig 159 und 160) eine nahezu völlige Übereinstimmung mit dem der Sonne. Nur in den weniger brechbaren Teilen scheinen die tellurischen Banden des Wasserdampfes zu beiden Seiten der D-Linien deutlicher hervorzutreten, auch wenn bei hohem Stande des Jupiter der Einfluß unserer Atmosphäre nicht mehr merkbar sein kann. Hierzu kommt aber eine für das Jupiterspektrum charakteristische, ziemlich starke Absorptionsbande im Rot (λ 6180), deren Ursprung noch ganz unbekannt ist. Diese Bande tritt in immer vermehrter Intensität auch in den Spektren von Saturn, Uranus und Neptun auf (Fig 160), die außerdem noch weitere, starke Absorptionsbanden enthalten, über deren Ursprung wir gleichfalls nichts wissen. Die spektralanalytischen Beobachtungen machen es sehr wahrscheinlich, daß man die dunklen Partien auf Jupiter, die Streifen und Flecke, als Öffnungen in dem dichten Wolkenschleier, der den Planeten umgibt, anzusehen hat. Durch dieselben gelangt das Sonnenlicht in größere Tiefen und wird aus größeren Tiefen zurückreflektiert; zu dieser Ansicht wird man durch die rötliche Färbung veranlaßt, die dadurch zustande kommt, daß die brechbareren Teile des Spektrums erheblich stärker absorbiert werden als die weniger brechbaren. Außerdem wird diese Ansicht dadurch gestützt, daß die charakteristischen Banden im Rot stärker in dem Spektrum der dunkleren Partien hervortreten als in dem der helleren.

Die Jupiter-Satelliten. Eine der frühesten teleskopischen Entdeckungen war die der vier hellen, den Jupiter umkreisenden Trabanten, die mit ihm gleichsam ein Miniaturbild des Sonnensystems darstellen. Den ersten, dritten und vierten dieser Monde sah nämlich Galilei am 7. Januar 1610; er hielt die von ihm erblickten Objekte zuerst für Fixsterne, aber schon am 13. Januar war er sich darüber klar, daß Jupiter von vier Satelliten umkreist wird. Von den meisten der damaligen Gelehrten wurde diese Entdeckung ungläubig aufgenommen. Einer von ihnen verweigerte es sogar, sich durch den Augenschein überzeugen zu lassen; als er kurz darauf starb, meinte Galilei sarkastisch: „Ich hoffe, daß er sie auf seinem Wege zum Himmel gesehen hat."

Ganz unabhängig von Galilei hat auch Simon Marius in Ansbach die Jupitermonde entdeckt. Er hat sie sogar schon etwas früher gesehen als jener, und allmählich befestigte sich in ihm der Gedanke, daß die von ihm wahrgenommenen Sterne Monde des Jupiter sein müßten. Am 8. Januar 1610,

also einen Tag nach Galileis erster Beobachtung, begann Marius daher, die Stellungen der Monde zu notieren. Über ihre Zahl gewann er indessen erst später Klarheit als Galilei. Es ist vielfach versucht worden, dem Marius den Ruhm seiner Entdeckung zu rauben und ihn als Plagiator hinzustellen, jedoch bestehen, wie Bosscha und Oudemans überzeugend nachgewiesen haben, keine stichhaltigen Gründe, an seiner Ehrlichkeit zu zweifeln.

Ein sehr kleines Fernrohr, ja schon ein gutes Opernglas genügt, diese Körper zu zeigen. Es sind sogar Fälle konstatiert worden, wo einzelne, mit ungewöhnlich scharfen Augen begabte Menschen den einen oder den anderen ohne jedes künstliche Hilfsmittel wahrgenommen haben. Die Schwierigkeit, sie zu sehen, liegt nicht in ihrer geringen Helligkeit — die Größen der vier Trabanten sind nach Guthnick 5.43, 5.57, 5.07 und 6.12 — sondern nur an der Nähe des sie stark überstrahlenden Jupiter, von welchem sich auch der vierte Mond nicht weiter als 14 Bogenminuten entfernen kann.

Ein gutes Fernrohr zeigt mit hinreichender Vergrößerung die Trabanten als kleine Scheibchen. Nach Barnard haben die Monde für die mittlere Entfernung des Jupiter (5.20) folgende Durchmesser: 1″.05, 0″.87, 1″.52, 1″.43. Die wahren Durchmesser sind somit etwa 3950 km, 3290 km, 5730 km, 5390 km; der größte Trabant ist also der dritte, der kleinste, dem Erdmond beinahe gleichkommende, der zweite.

Jeder dieser vier Trabanten zeigt einen höchst verwickelten und häufigen Störungen unterworfenen Lichtwechsel, der nach Guthnick eine Periode hat, welche der Umlaufszeit um den Jupiter gleich ist. Nimmt man an, daß der Lichtwechsel durch helle und dunkle Stellen auf der Oberfläche der Monde verursacht wird, so kann man aus dem Zusammenfallen dieser Periode des Lichtwechsels mit der Umlaufszeit schließen, daß die Rotationszeit der Revolutionszeit gleich ist, genau wie bei dem Erdmonde. Die beiden ersten Monde haben nach Guthnick äußerst hohe Albedowerte, während der vierte nur ein kleines Lichtreflexionsvermögen besitzt, so daß er darin unserm Monde gleich zu sein scheint. Er ist bei Vorübergängen vor der hellen Jupiterscheibe stets als ein dunkler Fleck sichtbar, während die anderen im gleichen Falle auf den Stellen mittlerer Helligkeit der Planetenoberfläche häufig ganz verschwinden. Einige Beobachter glauben Änderungen der Gestalt der Monde, insbesondere des ersten, beobachtet zu haben, auch hat man angeblich Flecke auf der Oberfläche der Monde bemerkt, doch sind diese Beobachtungen bisher wohl mit Recht Zweifeln begegnet.

Die Bahnen der vier ersten Trabanten sind nahezu kreisförmig und nur wenig gegen den Äquator des Jupiter geneigt; die Umlaufszeiten sind bzw. $1^d\,18^h$, $3^d\,13^h$, $7^d\,4^u$, $16^d\,17^h$.

Die Jupitersatelliten bieten dem Mathematiker, welcher die Wirkung ihrer gegenseitigen Anziehung zu berechnen unternimmt, Probleme von großer Schwierigkeit. Die säkularen Änderungen ihrer Bahnen sind so be-

deutend, daß die bei den Planeten anwendbaren Methoden hier nicht ohne wesentliche Modifikationen benutzt werden können. Die merkwürdigste und interessanteste Wirkung ihrer gegenseitigen Anziehung liegt in dem Zusammenhang, welcher zwischen den Bewegungen der drei inneren Trabanten stattfindet. Die folgenden beiden Gesetze drücken diesen Zusammenhang aus:

1) Die mittlere Bewegung des ersten Satelliten plus dem Doppelten der mittleren Bewegung des dritten ist genau gleich dem Dreifachen der mittleren Bewegung des zweiten.

2) Die mittlere Länge des ersten Satelliten plus dem Doppelten der mittleren Länge des dritten ist genau gleich dem Dreifachen der mittleren Länge des zweiten, vermehrt um 180°.

Die Beobachtung zeigte diese merkwürdigen Beziehungen schon sehr zeitig; daß dieselben aber nicht nur ein Werk des Zufalls sind, bewies erst Laplace.

Über die Verfinsterungen der Trabanten beim Durchgang durch den Schatten des Jupiter, und wie diese zur Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit sowie zur genäherten Ermittelung von Längendifferenzen dienen können, haben wir schon früher einiges gesagt (vgl. Seite 173 und 205). Sowohl die Verfinsterungen wie auch die Vorübergänge der Trabanten vor der Jupiterscheibe bieten interessante Momente für die Beobachtung, und diese Erscheinungen werden deshalb häufig auch von Liebhabern der Astronomie verfolgt, die nur über kleine Fernrohre verfügen. In den astronomischen Ephemeriden finden sich zur Erleichterung der Beobachtungen die Zeiten angegeben, zu welchen die betreffenden Ereignisse für die verschiedenen Trabanten eintreten. Diese Daten werden jetzt den Tafeln der vier Jupitermonde von Sampson entnommen, welcher eine sehr vollständige Untersuchung über die Bahnen dieser Körper veröffentlicht hat.

Man hielt Jahrhunderte hindurch diese vier Monde für die einzigen des Jupiter, daher erregte es besonderes Interesse, als Barnard im Jahre 1892 einen fünften Mond entdeckte. Dieser äußerst schwache und kleine Körper (160 km Durchmesser) umkreist in einem Abstande von nur 175000 km in etwas weniger als 12^h den Jupiter, und die Störungen seiner Bahn durch die ellipsoidale Gestalt des Planeten sind so beträchtlich, daß die Apsidenlinie in 144 Tagen einen vollen Umlauf macht. Der fünfte Trabant gleicht einem Sterne 13. Größe und ist namentlich wegen seiner großen Nähe an Jupiter eines der am schwierigsten wahrzunehmenden Objekte des ganzen Planetensystems.

Erst nach mehr als einem Jahrzehnt wurden nun kurz hintereinander drei weitere Satelliten entdeckt, im Dezember 1904 der sechste und im Januar 1905 der siebente, beide von Perrine mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte, und im Januar 1908 der achte von Melotte in Greenwich. Alle drei sind sehr lichtschwach (der Reihe nach 14., 16., 17. Größe); der achte

ist bisher überhaupt nur photographisch beobachtet worden. Die Bahnen des sechsten und des siebenten Mondes sind nach den Rechnungen von Ross einander ziemlich ähnlich; die Umlaufszeiten z. B. betragen 251 bzw. 265 Tage, die mittleren Abstände rund 160 bzw. 167 Jupiterhalbmesser, die Neigungen der Bahnen gegen den Jupiteräquator etwa 31°. Die Bahn des achten Satelliten besitzt eine Neigung von 145°; der Trabant bewegt sich also rückläufig, und zwar umkreist er den Planeten in 787 Tagen in einem Abstande von rund 350 Jupiterhalbmessern. Da dieser Mond nahe an der

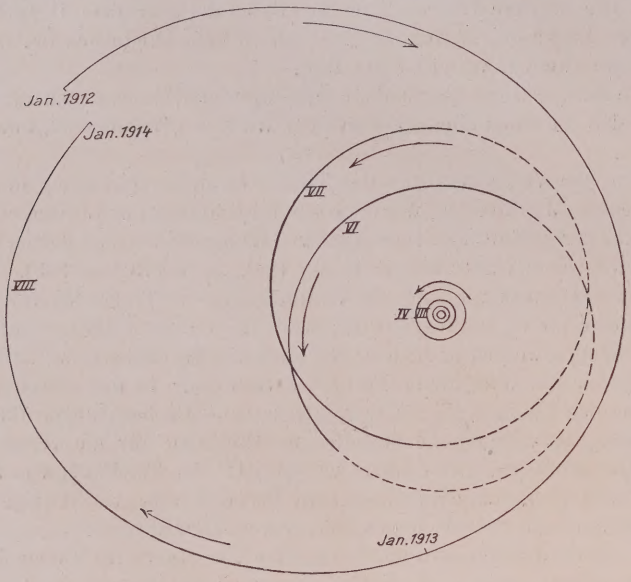


Fig. 161. Bahnen der Jupitermonde.

Grenze steht, wo die Anziehung der Sonne die des Jupiter überwiegt, erleidet er durch die Sonne sehr erhebliche Störungen, welche seine Bahnelemente fortwährend verändern.

Im Juli 1914 gelang es Nicholson, durch einen glücklichen Zufall begünstigt, mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte einen neunten, ganz außerordentlich schwachen Satelliten des Jupiter zu entdecken. Um eine Aufnahme des achten Satelliten zu erhalten, führte Nicholson die photographische Platte während der 2½stündigen Aufnahme der vorausberechneten Bewegung dieses achten Satelliten nach, um ihn nicht als Strich, sondern als Punkt auf der Platte abgebildet zu erhalten. Der Zufall wollte es, daß zur Zeit der Aufnahme der neunte Satellit zufällig nicht nur in der Nähe des achten stand, sondern auch nahezu dieselbe Bewegung wie dieser hatte. So

kam es, daß wie der achte auch dieser neunte Satellit neben den strichförmig erscheinenden Sternen ein schwaches punktförmiges Bild liefern konnte. Wären diese günstigen Umstände nicht zusammengetroffen, d. h. hätte das Bild des neunten Satelliten während der Aufnahme einen Strich auf der Platte beschrieben, so würde sein geringes Licht — er ist nur 19. Größe — nicht ausgereicht haben, einen Eindruck auf der Platte hervorzurufen. Die planmäßige Verfolgung des neuen Mondes gestattete bald, seine Bahn zu berechnen. Wie nach der Entdeckungsgeschichte zu erwarten war, zeigte seine Bahn Ähnlichkeit mit der des achten Satelliten. Die Bahnneigung beträgt 158°, der Trabant bewegt sich also auch rückläufig; in 1142 Tagen umkreist er den Planeten in einem Abstand von etwa 440 Jupiterhalbmessern. Seine Bahnelemente erleiden durch die Sonne noch stärkere Störungen als die des achten Satelliten. Möglicherweise sind der achte und neunte Satellit ursprünglich kleine Planeten gewesen, die von Jupiter eingefangen worden sind.

Die Größenverhältnisse der Bahnen der Jupitermonde, abgesehen von den beiden innersten und dem neunten, werden durch Fig. 161 veranschaulicht. Die Bahn des achten Mondes ist infolge der starken Störungen durch die Sonne nicht geschlossen.

9. Saturn, seine Ringe und seine Satelliten.

Saturn (♄), der sechste der alten Planeten nach der Entfernung von der Sonne, ist nach Masse und Größe der zweite; und, obschon er noch nicht $^1/_3$ der Jupitermasse erreicht, so übertrifft er doch die sechs Planeten, die kleiner sind als er, um etwa das zweifache an Masse. Nach Newcomb ist letztere $^1/_{3501}$, nach H. Struve $^1/_{3496}$ der Sonnenmasse. Um die Sonne läuft er in mäßig exzentrischer Bahn in 29½ Jahren, bei einem mittleren Abstande von rund 1430 Millionen Kilometern. Durch seine Ringe und die zehn ihn umkreisenden Trabanten wird der Saturn zum eigentümlichsten und prächtigsten Objekt des Sonnensystems.

Ähnlich wie Jupiter, ist der Hauptkörper des Saturn ein abgeplattetes Rotationsellipsoid, dessen Achsen etwa im Verhältnis von 10:9 stehen; die Abplattung ($^1/_{10}$) ist also noch stärker als die des Jupiter. Der Äquatorialdurchmesser beträgt etwa 120000 km, der Polardurchmesser dagegen nur 108000 km.

Die Helligkeit des Saturn ist, je nachdem wir mehr oder weniger auf die Ringfläche sehen, sehr verschieden; durchschnittlich leuchtet er aber mit etwas mattem, gelblichem Lichte wie ein Stern 1. Größe. Bei weit geöffnetem Ringe und besonders günstiger Opposition ist er etwa 0. Größe bei verschwundenem Ringe und gleichzeitiger Nähe der Konjunktion dagegen nur 1.5^{ter} Größe. Der Unterschied in der Helligkeit Saturns bei weit geöffne-

tem und bei verschwindendem Ringe beträgt etwa eine Größenklasse. Die Untersuchungen von Müller haben einen merklichen Einfluß der Phase gezeigt, obgleich der größte mögliche Phasenwinkel nur etwa 6° beträgt. Dieser Einfluß wird durch eine von Seeliger aufgestellte Theorie vollständig erklärt; wir werden später noch auf sie zu sprechen kommen. Die Albedo ist 0.63, also sehr groß.

Oppositionen des Saturn finden statt 1923 April 7, 1924 April 19. Die Oppositionen fallen in jedem folgenden Jahr um etwa 13 Tage später.

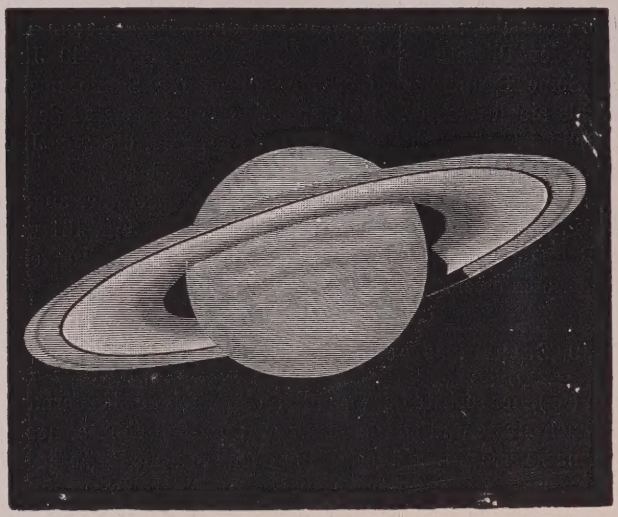


Fig. 162. Saturn 1875 Sept. nach Trouvelot.

Die physische Beschaffenheit des Saturn scheint der des Jupiter sehr ähnlich zu sein, kann aber, da der Planet doppelt so weit von der Erde entfernt ist, nicht so gut erforscht werden. Je weiter ein Objekt von der Sonne absteht, desto schwächer ist es beleuchtet, und je weiter von der Erde, desto kleiner erscheint es; aus beiden Gründen bietet die Untersuchung der entfernteren Planeten Schwierigkeiten. Die Scheibe des Saturn, welche nach dem Rande zu dunkler ist, erscheint unter günstigen Bedingungen und bei hinreichend starker Vergrößerung von zarten, wolkenartigen Streifen durchzogen; besonders leicht erkennt man zwei oder mehr schwache Streifen in der Gegend des Äquators und diesem parallel. (Vergleiche hierzu Fig. 162 und 163 und die schönen, von Barnard mit dem Mount Wilson-Reflektor erhaltenen Photographien Fig. 155.) Wie bei Jupiter ändern diese Streifen ihr Aussehen von Zeit zu Zeit; sie sind aber schwach und haben so unbestimmte Begrenzungen, daß die Veränderungen nicht leicht verfolgt werden

können. Es ist daher im allgemeinen schwer zu sagen, ob wir in verschiedenen Nächten denselben Anblick der Saturnoberfläche haben oder nicht, und ebenso bieten sich Gelegenheiten zur Bestimmung seiner Rotationsdauer nur sehr selten.

Die erste, durch das Auftreten und längere Verweilen eines gut begrenzten Flecks gegebene Gelegenheit hierzu fand zu W. Herschels Zeit statt, und dieser Beobachter bestimmte durch Verfolgung des Flecks während mehrerer Wochen die Rotationszeit Saturns zu $10^h 16^m 0^s$. Seit jener Zeit sind nur wenige Versuche zur Bestimmung der Umdrehungsdauer gemacht worden, und erst im Dezember 1876 bot das Erscheinen eines glänzenden weißen Flecks nahe dem Äquator des Planeten dem Washingtoner Astronomen Hall und anderen Gelegenheit zur Ermittelung dieser Größe. Aus zahlreichen

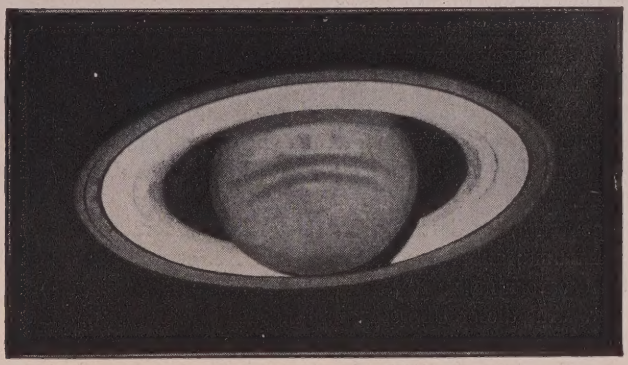


Fig. 163. Saturn 1899 Juli 30 nach Antoniadi.

Beobachtungen fand Hall in ziemlich naher Übereinstimmung mit Herschel $10^h 14^m 24^s$. Ebenso wie bei Jupiter läßt sich aber nicht entscheiden, ob dies die wahre Umdrehungszeit Saturns ist, da der Fleck möglicherweise, wenn er sich in höheren Schichten einer Atmosphäre befand, eine Eigenbewegung besessen hat. Er machte übrigens den Eindruck, als wäre eine enorme weißglühende Masse plötzlich aus dem Innern des Planeten hervorgebrochen. Allmählich breitete er sich zu einem langen hellen Streifen aus, dessen hellster, von Hall beobachteter Punkt nahe dem in Rektaszension folgenden Ende lag. Er blieb bis Januar 1877 sichtbar, wurde dann aber schwach und schlecht begrenzt und konnte auch, da die Sonne dem Planeten zu nahe rückte, nicht mehr verfolgt werden. Besonders schöne, helle und dunkle Flecke zeigten sich auch 1903 auf der Nordhalbkugel des Saturn, und da sie sehr eifrig beobachtet wurden, konnte man hoffen, einen sicheren Wert für die Rotationszeit des Planeten zu erhalten. Diese Flecken waren indessen zum Teil in Gestalt, Lage und Helligkeit veränderlich, so daß sie

den Eindruck einer großen atmosphärischen Störung machten. Aus einer Zusammenfassung aller Beobachtungen folgte für die Rotationszeit $10^h 38^m$, also ein von den früheren Bestimmungen ziemlich abweichender Wert. Man muß daher sagen, daß auch heute noch keine völlige Sicherheit über dieses Element erreicht ist, und daß auch die Frage, ob die verschiedenen Zonen der Saturnkugel verschiedene Rotationszeiten besitzen, was wahrscheinlich zu sein scheint, noch ungeklärt ist. Sind die auf Jupiter und Saturn beobachteten Flecke überhaupt nur atmosphärische Gebilde, so kann die Rotationszeit dieser Planeten selbst nicht genau gefunden werden; es hat aber dann auch die Verschiedenheit der bisher beobachteten Werte nichts Auffallendes. Spektrographische Aufnahmen, auf welche später bei der Besprechung der Rotation des Ringes näher eingegangen werden wird, ergaben die Rotationszeit des Saturn zu $10^h 14^m.6$.

Der Äquator des Planeten macht mit der Bahnebene einen Winkel von 28^0, so daß Jahreszeiten, wie auf der Erde, vorhanden sein müssen. Infolge der großen Entfernung erhält Saturn von der Sonne nur $^1/_{90}$ der Wärme und des Lichtes, welche wir auf der Erde empfangen. Auch für diesen Planeten ist es nicht unwahrscheinlich, daß er noch heiß und in nicht festem Zustande ist, zumal seine Dichtigkeit nur $^1/_8$ der Erddichte ist, d. h. $^2/_3$ der Dichte des Wassers.

Im Spektrum des Saturn (Fig. 160 u. 167) finden sich alle Linien des Sonnenspektrums; außerdem fanden Vogel, Keeler und die Beobachter des Lowell-Observatoriums im Rot und Orange dunkle (Absorptions-)Bänder, wie bei Jupiter. Aus dieser Übereinstimmung der Spektra beider Planeten läßt sich auf ähnliche physische Beschaffenheit schließen. Sehr bemerkenswert ist es, daß nach Vogel das Spektrum des Saturnringes das charakteristische Band im Rot (λ 6180) nicht zeigt, woraus für die Ringe die Abwesenheit einer absorbierenden Atmosphäre folgen würde, eine Beobachtung, die von Keeler mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte, sowie durch die Spektralphotographien vom Yerkes- und vom Lowell-Observatorium bestätigt worden ist.

Die Ringe des Saturn. Die Ringe, welche den Saturn umgeben, sind eine sehr merkwürdige Erscheinung, die einzig im ganzen Sonnensystem dasteht. Für die Beobachter der frühesten Zeit, welche mit ihren schwachen teleskopischen Hilfsmitteln die Ringe nicht genau erkennen konnten, bildeten dieselben eine Quelle großer Verwirrung und Meinungsverschiedenheit. Galilei beschrieb 1610 den Planeten als dreifach, eine große Kugel mit zwei kleinen an jeder Seite (vgl. Fig. 164). Nach ein- bis zweijähriger Beobachtung war er sehr erstaunt zu finden, daß die kleinen Anhängsel gänzlich verschwunden waren, und daß Saturn eine einfache runde Kugel wie die übrigen Planeten geworden war. Seine Bestürzung wurde noch durch die unter diesen Umständen nicht unnatürliche Furcht erhöht, daß die früher wahrgenommene

sonderbare Form irgendeinem optischen Mangel seines Fernrohres entsprungen sei.

Wenige Jahre genügten anderen, mit besseren Fernrohren versehenen Beobachtern, um zu zeigen, daß die sonderbare Form keine Täuschung, sondern daß sie wirklich war, sich aber von Zeit zu Zeit änderte. Die nachstehende Fig. 164 enthält (nach Huygens, Systema Saturnium) eine Reihe von Darstellungen aus jener ersten Zeit teleskopischer Beobachtung: I von Galilei (1610); II von Chr. Scheiner (1614); III von Riccioli (1640 und 1643);

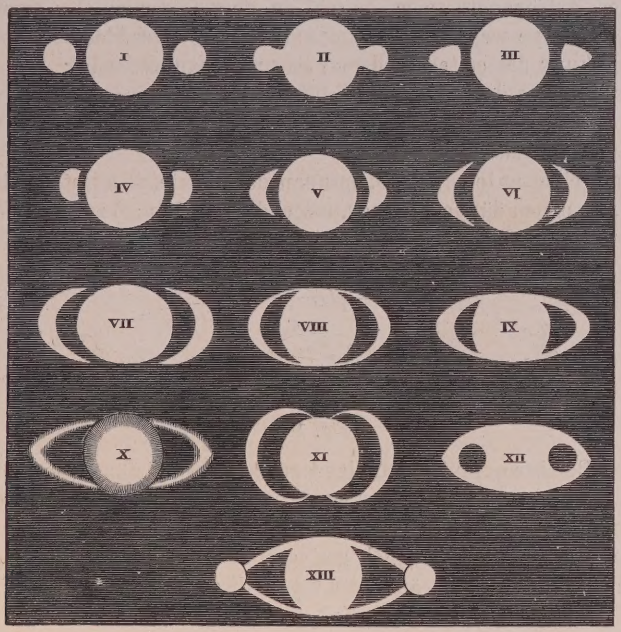


Fig. 164. Darstellungen des Saturn aus dem 17. Jahrhundert.

IV bis VII von Hevel (VII 1646), die schon die durch die verschiedene Stellung der Ringe gegen die Gesichtslinie verursachten Veränderungen andeuten; VIII und IX wieder von Riccioli zwischen 1647 und 1650, als die Ringe am weitesten geöffnet erschienen; X von Eustachius de Divinis (1646 bis 1648); XI von Fontana; XII von Gassendi und Blancanus; XIII endlich von Riccioli (1644 und 1645). Vergleicht man diese Bilder mit dem tatsächlichen Aussehen des Saturn und seiner Ringe, so sieht man, daß einige Beobachter der Erkenntnis der wirklichen Form sehr nahe kamen, obschon niemand von ihnen die wahre Natur des sonderbaren Anhängsels ahnte.

Huygens gelang endlich die Lösung des Rätsels. Als er im März und April 1655 Saturn untersuchte, sah er statt der henkelartigen Ansätze einen

langen schmalen Arm zu jeder Seite des Planeten. Im nächsten Frühjahr war dieser Arm verschwunden, und der Planet erschien so vollkommen rund, wie ihn Galilei 1612 gesehen hatte. Im Oktober 1656 waren die Henkel dagegen wieder erschienen, gerade wie Huygens sie $1\frac{1}{2}$ Jahre früher gesehen hatte. Seinem scharfsinnigen und mathematisch geschulten Geiste genügte diese Art des Verschwindens und Wiedererscheinens der Henkel, um die Ursache der sonderbaren Formveränderung zu finden. Aber er erwartete erst von zukünftigen Beobachtungen die volle Bestätigung und teilte nur befreundeten Astronomen seine Ansicht in dem folgenden Anagramm mit, welches sich ohne weitere Erklärung am Schlusse einer kleinen Schrift über die Entdeckung des ersten (hellsten) Saturntrabanten findet:

aaaaaaa ccccc d eeeee g h iiiiii llll mm nnnnnnnnn oooo pp q rr s ttttt uuuu,

welches, richtig gelesen, heißt:

Annulo cingitur tenui, plano, nusquam cohaerente, ad eclipticam inclinato (er wird von einem dünnen, ebenen, nirgends (mit Saturn) zusammenhängenden, gegen die Ekliptik geneigten Ringe umgürtet).

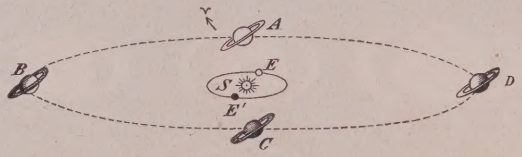


Fig. 165.

Diese Beschreibung ist auffallend genau und vollständig und befähigte Huygens, eine genügende Erklärung der verschiedenen Phasen, die er und andere an den Ringen wahrgenommen hatten, zu geben.

Wegen ihrer außerordentlich geringen Dicke, die nach Messungen von Barnard etwa 350 km beträgt, und wegen ihrer Ebenheit waren die Ringe in den Fernrohren der damaligen Zeit und sind auch in den meisten jetzigen vollkommen unsichtbar, sobald die verlängerte Ringebene durch die Sonne geht. Dies geschieht zweimal bei jedem Saturnumlauf, und ebenso zeigen sie sich zweimal dem Auge in ihrer weitesten Öffnung, die der Neigung von 28° der Ebene der Ringe gegen die Ekliptik entspricht. Die Erscheinungen überhaupt erläutert die vorstehende Fig. 165. Steht Saturn in den Punkten *A* und *C* seiner Bahn oder in den Längen 352° und 172° (im Sternbilde der Fische bzw. des Löwen), so geht die Ringebene verlängert durch die Sonne *S*. Die Ringe sind dann, da sie ihre Kante gegen die Sonne kehren, unsichtbar oder höchstens in den stärksten Fernrohren als äußerst feine Lichtlinie wahrzunehmen. Steht der Planet dagegen in den Punkten *B* und *D* oder in den Längen 82° und 262° (zwischen Stier und Zwillingen bzw. im Schützen), so erscheinen die Ringe, der konstanten Neigung von 28°

gegen die Ekliptik entsprechend, am weitesten geöffnet, und zwar sieht der Beobachter bei der Stellung *B* die südliche Fläche, bei der Stellung *D* die nördliche. Zwischen je zwei solchen Phasen, Unsichtbarkeit und weitester Öffnung, verfließen der Saturnumlaufszeit gemäß etwa 7 Jahre 4 Monate. So erschien z. B. 1870, als der Planet zwischen dem Skorpion und dem Schützen stand (etwa im Punkte *D*), die nördliche Ringfläche in ihrer größten Breite, und dasselbe trat wieder gegen Ende 1899 ein. Im Februar 1878, wo Saturn zwischen dem Wassermann und den Fischen stand (etwa im Punkte *A*), ging dagegen die Ringebene durch die Sonne, und die Ringe waren für gewöhnliche Instrumente unsichtbar. Im Jahre 1885 stand aber der Planet im Stier (nahe *B*), und die Südseite der Ringe erschien am weitesten geöffnet; 1892 endlich, als sich Saturn im Löwen (Punkt *C*) befand, ist die Ringkante wieder der Sonne zugekehrt gewesen.

Aber für die Erde kann der Ring noch aus anderen Gründen verschwinden. Geht nämlich die verlängerte Ringebene genau durch die Erde, so wird für diese der Ring unsichtbar, wie auch sonst seine Lage gegen die Sonne sei. Wir sehen dann eben weder die eine noch die andere eventuell von der Sonne beschienene Fläche des Ringes, sondern nur seine äußerst schmale Kante. Diese und die gleich noch zu besprechende Art des Verschwindens werden sich aber immer in der Nähe der Zeit abspielen, wo auch die verlängerte Ringebene durch die Sonne geht. Die Bahn der Erde ist nämlich gegen die des Saturn sehr klein; es wird daher vierzehn Jahre lang die verlängerte Ringebene die Erdbahn gar nicht treffen, sondern erst dann, wenn Saturn in der Nähe der Stellungen *A* und *C* (Fig. 165) ist.

Eine weitere Möglichkeit für das Verschwinden des Ringes bieten die Fälle, wo die Ringebene zwischen Sonne und Erde hindurchgeht, wo also die Sonne die eine Seite beleuchtet, während die andere, dunkle, der Erde zugekehrt ist. Dies war z. B. zwischen dem 9. Februar und 1. März 1878 der Fall; damals standen aber Saturn und Erde auf verschiedenen Seiten der Sonne (siehe Fig. 165, wo *A* etwa der Position des Saturn, *E'* der der Erde entspricht). Ersterer war also der Konjunktion nahe, so daß der Planet nur noch kurze Zeit nach Sonnenuntergang beobachtet werden konnte. Umgekehrt war 1891, wo dieselbe Erscheinung eintrat, Saturn nur in den frühen Morgenstunden des Oktober kurz vor Sonnenaufgang zu beobachten. Barnard fand hierbei, daß der Ring völlig unsichtbar war, während sein Schatten auf dem Saturn gesehen werden konnte, so daß also die Dicke des Ringes äußerst gering sein muß. 1907/8 sahen dagegen bei günstigen Luftverhältnissen die Beobachter mit den großen Refraktoren der Lick- und der Yerkes-Sternwarte den Ring auch während der Zeit, wo er hätte verschwinden sollen, als sehr schwache, feine Lichtlinie, in welcher sich einige etwas hellere Lichtknoten zeigten, deren Deutung noch aussteht. Der Ring verschwand wieder im Jahre 1921 und wird im Jahre 1936 abermals verschwinden.

Nachdem Huygens zuerst das die Saturnkugel umgebende Gebilde deutlich als Ring erkannt hatte, geschah ein weiterer Schritt in seiner Erkenntnis durch D. Cassini, welcher 1675 auf dem Ringe eine dunkle Linie bemerkte, die dann bald darauf Maraldi als Trennungslinie zweier Ringe erkannte. Jetzt zeigt bei ruhiger Luft schon ein mäßig großes Fernrohr diese Teilung des Ringes an den äußeren Enden; aber nur mit einem sehr starken Fernrohre und bei sehr günstiger Luft kann man die Trennungslinie auf der ganzen sichtbaren Seite des Ringes verfolgen. Von verschiedenen Beobachtern sind, besonders im äußeren Ringe, seitdem zeitweise noch andere Teilungen gesehen worden; so wird häufig noch die Enckesche Trennungslinie erwähnt.

Endlich ist im vorigen Jahrhundert noch ein dritter und zwar relativ dunkler Ring, innerhalb des inneren, aufgefunden worden. Galle hat ihn mit dem Berliner Refraktor zuerst (1838) gesehen; die von Encke gegebene Beschreibung ist aber nicht völlig klar und unzweideutig. Jedenfalls lenkten

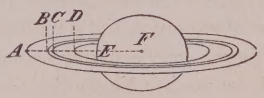


Fig. 166.

erst G. P. Bond in Cambridge (U. S.) und Dawes in England 1850 die allgemeine Aufmerksamkeit auf ihn. Dieser sogenannte dunkle Ring ist jetzt ein so auffälliges Objekt, daß man sich darüber wundern muß, daß ihn nicht schon längst frühere Beobachter gesehen haben, und in der Tat findet man in den Beschreibungen älterer Astronomen auch Andeutungen, die sich vermutlich auf ihn beziehen. Es ist indessen zu beachten, daß zwischen ihm und dem hellen Ringe eine scharfe Grenzlinie nicht zu bestehen scheint. Ebensowenig findet auch der Helligkeit nach ein schroffer Gegensatz statt (vgl. Fig. 162), so daß es nicht leicht ist, zu entscheiden, wo der helle Ring aufhört und der dunkle anfängt. Es ist nicht unmöglich, daß der dunkle Ring auf Kosten des inneren hellen wächst oder vielleicht sogar sich aus ihm entwickelt hat. Wie beim äußeren Ringe haben manche gelegentlich auch beim dunklen Ringe eine Teilung zu bemerken geglaubt. Nach den Anschauungen, welche man jetzt über die Konstitution des Ringsystems hat, nämlich daß die Ringe aus einer unzähligen Menge kleiner Körper bestehen, sind alle derartigen Veränderungen, wie Auftreten neuer Teilungen, verschiedene Helligkeitsverteilung, wechselnde Distanz der Ringränder vom Planeten, leicht erklärlich und, wenn durch die Beobachtungen auch noch nicht sicher erwiesen, so doch wahrscheinlich gemacht.

Wir stellen im folgenden noch die Dimensionen des Saturnsystems nach den Messungen von Barnard (1895) zusammen (vgl. Fig. 166); sie gelten für die mittlere Entfernung des Saturn (9.55) von der Sonne.

AF	äußerer Halbmesser des äußeren Ringes	20″.03	138700 km
BF	innerer „ „ „ „	17.50	121100 „
CF	äußerer „ „ inneren „	16.98	117500 „
DF	innerer „ „ „ „	12.80	88600 „
EF	äquatorialer „ „ Saturn	8.89	61500 „
—	polarer „ „ „ „	8.11	56100 „
BC	Breite der Cassinischen Teilung	0.52	3600 „
—	innerer Halbmesser des dunklen Ringes	10.25	71000 „

Die Schwierigkeiten, welche sich bei der Erklärung der Beschaffenheit der Saturnringe darbieten, illustrieren den Satz, daß Überraschung und Erstaunen Begleiterscheinungen teilweiser Erkenntnis sind und weder bei völliger Unwissenheit, noch bei vollkommenem Wissen auftreten können. Jene, die über eine Erscheinung nichts wissen, setzt auch nichts in Erstaunen, weil sie nichts erwarten, während volle Erkenntnis alles Geschehenden gleichfalls diese Empfindung ausschließen würde. Die Astronomen zweier Jahrhunderte sahen nichts Überraschendes in dem Dasein eines die Saturnkugel frei umschwebenden Ringpaares, weil ihnen die Wirkungen der Gravitation auf solche Körper, wie die Ringe zu sein schienen, unbekannt waren. Erst der Scharfsinn des großen Laplace erkannte die Schwierigkeit des hier sich bietenden Problems, indem er zeigte, daß ein homogener und gleichförmiger, einen Planeten umgebender Ring nicht im Zustande stabilen Gleichgewichtes sein könne. Mag er anfangs noch so genau balanziert sein, so würde doch die geringste äußere Kraft, wie die Anziehung eines Satelliten oder eines entfernten Planeten, das Gleichgewicht stören und den Ring alsbald auf den Planeten stürzen lassen. Laplace schloß daher theoretisch auf Unregelmäßigkeiten in der Form, wie sie schon Herschel praktisch durch die Beobachtung gefunden haben wollte. Er untersuchte indessen nicht, ob bei solchen Ungleichförmigkeiten das Gleichgewicht stabil werden würde.

Später griffen die amerikanischen Astronomen Peirce und Bond den Gegenstand und zwar von verschiedenen Seiten an. Letzterer schloß aus dem zeitweiligen Auftreten und Schließen neuer Teilungen — Erscheinungen, die er als reell ansah, — auf einen flüssigen Zustand der Ringe. Peirce, der auf Grund theoretischer Betrachtungen diese Ansicht im wesentlichen adoptierte, verfolgte die Sache noch weiter und fand, daß auch ein flüssiger Ring ohne eine äußere erhaltende Kraft nicht vollkommen stabil sein würde. Er schrieb nun der Anziehung der Satelliten diese erhaltende Kraft zu, hatte aber hiermit noch nicht bewiesen, daß der flüssige Ring unter dem Einflusse dieser Anziehung wirklich stabil sein müsse, und es ist in der Tat sehr unwahrscheinlich, daß dieselbe den von Peirce vermuteten Effekt haben würde.

Einen weiteren, wichtigen Schritt in der Untersuchung dieser schwierigen Frage hat (1856) Clerk Maxwell in England getan. Er brachte Einwürfe

sowohl gegen den festen als gegen den flüssigen Ring vor und erneuerte eine Theorie, die schon von D. Cassini am Anfang des 18. Jahrhunderts aufgestellt worden war[1]). Dieser Astronom dachte sich den Ring als aus einer Wolke von Satelliten bestehend, die zu klein seien, um einzeln mit dem Fernrohre gesehen werden zu können, und sich zu nahe aneinander befänden, als daß man die Zwischenräume zwischen ihnen wahrnehmen könne. Diese Anschauung ist von Maxwell weiter ausgeführt und mathematisch begründet worden.

Die Maxwellsche Hypothese hob nun zwar die mechanischen Schwierigkeiten auf, aber der Beweis war nicht streng, da Maxwell gewisse Vernachlässigungen machen mußte, um die sehr schwierige mathematische Aufgabe überhaupt lösen zu können. Man hatte weiterhin auch keinerlei Beobachtungen, welche für diese Hypothese beweisend waren. Die Entscheidung über diese Frage wurde daher erst durch die theoretisch-photometrischen Untersuchungen Seeligers über das Saturnsystem in Verbindung mit den sorgfältigen Beobachtungen von Müller in Potsdam herbeigeführt. Der Gedankengang Seeligers ist der folgende: „Die einzelnen Teile, welche den Ring bilden, werden von der Sonne beleuchtet und von der Erde aus betrachtet. Hierbei tritt eine doppelte gegenseitige Beeinflussung ein. Erstens beschatten sich die einzelnen Teilchen gegenseitig, zweitens verdecken sie sich teilweise, und beide Vorgänge bewirken eine Verminderung der Helligkeit des Gesamtbildes. Die beschatteten und die verdeckten Teilchen sind im allgemeinen voneinander verschieden, fallen aber dann ganz zusammen, wenn sich Sonne, Erde und Saturn genau in einer geraden Linie befinden. Hier werden keine Schatten wahrgenommen, weil sie ganz von davorstehenden beleuchteten Teilchen verdeckt werden. Je mehr sich aber Saturn von der Geraden Sonne—Erde entfernt, desto mehr werden die Schatten sichtbar, und man sieht also, daß die Helligkeit des Ringes in der Opposition bei weitem am größten sein muß.“ Die sich über 14 Jahre erstreckenden Beobachtungen Müllers bestätigten diese Theorie, indem sich Lichtänderungen nachweisen ließen, die nicht von der Stellung der Ringebene gegen die Gesichtslinie, sondern von der Lage des Saturn gegen die gerade Linie Sonne—Erde abhängen. Die Helligkeit des ganzen Systems war 60 Tage vor oder nach der Opposition nur etwa 80% von der in der Opposition.

Eine Bestätigung für diese Anschauungen über den Saturnring brachten endlich 1895 die spektrographischen Beobachtungen Keelers, welcher zeigen konnte, daß die verschiedenen Teile des Ringes sich nach den Keplerschen Gesetzen bewegen. Keeler setzte den Spalt des Spektrographen in Richtung des Saturnäquators über das Saturnsystem zu einer Zeit, als der Ring sich wenig geöffnet zeigte. Man erhält so zu beiden Seiten des Spektrums

[1]) Zu nahe denselben Folgerungen wie Maxwell ist später unabhängig und auf ganz anderem Wege auch Hirn in Colmar gekommen.

des Saturn je ein Spektrum des Ringes, und zwar bilden sich die äußeren Teile des Ringes ganz außen, die inneren innen ab. Aus der Neigung der Linien in den Spektren des Ringes läßt sich nun auf die Radialgeschwindigkeit der einzelnen Teile des Ringes schließen. Würde der Ring wie eine feste Scheibe rotieren, so müßten die äußeren Teile eine größere Radialgeschwindigkeit zeigen als die inneren. Besteht aber der Ring aus einzelnen kleinen Körperchen, so müssen nach dem dritten Keplerschen Gesetze die äußeren Teile sich langsamer bewegen und eine kleinere Radialgeschwindigkeit zeigen als die inneren. Die Beobachtungen entschieden für das letztere. In Fig. 167 ist eine in dieser Weise von Slipher hergestellte Spektralaufnahme des Saturn wiedergegeben, die den Spektralbereich von λ 4350 bis λ 4500 umfaßt. Das Spektrum des Saturn selbst (in der Mitte) zeigt durch die Neigung der Linien die Rotation des Hauptkörpers. In den zu beiden Seiten daneben liegenden

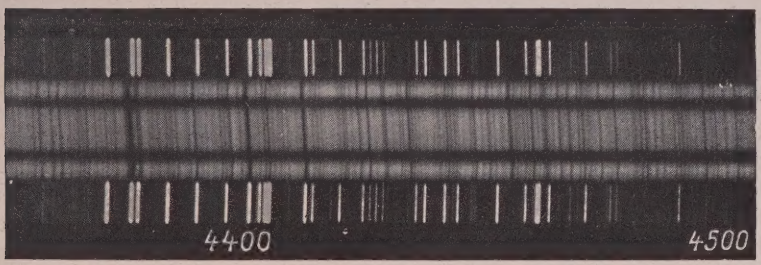


Fig. 167. Neigung der Linien im Spektrum des Saturn und seines Ringes.

Spektren des Ringes ist die Linienneigung infolge der verschieden schnellen Bewegung der inneren und äußeren Teile deutlich sichtbar. Ganz außen befindet sich auf jeder Seite das Vergleichspektrum.

Durch diese Beobachtungen ist die Frage nach der Natur des Saturnringes endgültig gelöst. Die den Ring zusammensetzenden Miniatursatelliten sind den getrennten winzigen Wassertröpfchen oder Bläschen vergleichbar, aus denen Wolken oder Nebel bestehen, die dem bloßen Auge als kompakte Massen erscheinen. Auch das Fehlen einer Atmosphäre des Ringes (s. S. 412) findet durch diese Beschaffenheit desselben eine Erklärung. In dem dunklen Ringe sind die einzelnen Partikelchen so zerstreut, daß wir durch die „Wolke" hindurchsehen können, und der Grund, daß er verhältnismäßig dunkel aussieht, liegt eben nur in der relativ kleinen Zahl von Teilchen, welche dem entfernten Auge ähnlich wie lose punktierte Teile eines Kupferstiches erscheinen. Als nämlich Barnard 1889 eine Verfinsterung des Japetus beobachtete, fand er, daß die Helligkeit dieses Mondes beim Eintritt in den Schatten des dunklen Ringes zuerst schwach abnahm, dann aber mehr und mehr, je weiter er sich dem Schatten des zweiten Ringes näherte. In dem Schatten

desselben verschwand er dann völlig. Trotz dieser Undurchsichtigkeit ist aber die Masse des Ringsystems verschwindend klein (nach H. Struve kleiner als $^1/_{100000}$ der Saturnmasse), da ein Einfluß seiner Anziehung auf die Bewegungen der Saturnmonde bisher nicht nachweisbar war; der Ring dürfte daher aus einer Staubmasse bestehen.

Die Bahnen der Teilchen des Ringes sind gewissen Störungen durch die Monde des Saturn unterworfen. Es ist nun darauf aufmerksam gemacht worden, daß die Hauptteilungen des Ringes solchen Entfernungen entsprechen, wo die Umlaufszeiten der Teilchen in einem möglichst einfachen Verhältnis zu den Umlaufszeiten eines Mondes stehen, und daß daher anzunehmen sei, daß an diesen Stellen die Bahnen nicht lange ihre Form behalten, also die Körperchen hier am wenigsten auf die Dauer verweilen können. Indessen muß auch hier betont werden, daß die heutige Störungstheorie keine exakte Erklärung hierfür gibt und diese beobachtete Tatsache daher noch nicht mechanisch deutbar ist.

Die Saturnsatelliten. Als Huygens im März 1655 seine Beobachtungen des Saturn begann, bemerkte er sofort ein Sternchen neben dem Planeten, welches die Verfolgung während weniger Tage als einen Trabanten, der den Hauptkörper nahe der Ringebene in etwa 15 Tagen umkreist, kennen lehrte. Er sprach in seinem „Systema Saturnium“ die Ansicht aus, diese Entdeckung vervollständige das Sonnensystem, indem sie ihm neben sechs Hauptplaneten nun auch sechs Satelliten zuerteile, und diese vorgefaßte Meinung hat ihn wohl verhindert, noch andere Satelliten des Saturn zu suchen. Erst eine Reihe von Jahren später gelang es D. Cassini, nacheinander noch vier Trabanten aufzufinden. Mit diesen fünf war für länger als ein Jahrhundert die Zahl der bekannten Trabanten abgeschlossen, bis Herschel 1789 im Verlaufe von wenigen Wochen noch zwei entdeckte, von denen der eine, dem Saturn nächste, auch jetzt noch eins der schwierigsten Beobachtungsobjekte ist. Weiterhin glückte im September 1848 den beiden Bond in Cambridge (U. S.) und nur wenige Tage später dem englischen Astronomen Lassell die Auffindung eines achten, äußerst schwachen Trabanten. Endlich fand W. H. Pickering im Jahre 1898 auf photographischem Wege einen neunten und 1905 einen zehnten Mond. Die folgende Zusammenstellung enthält, geordnet nach Abständen (welche die 2. Spalte in Einheiten des Saturnhalbmessers ausgedrückt aufführt), diese zehn Trabanten nebst Entdeckern und Datum der Entdeckung.

Name	Entfernung	Umlaufszeit	Entdecker	Datum
Mimas	3.1	0^d 23^h	Herschel	1789 Juli 18
Enceladus	3.9	1 9	„	1789 August 29
Tethis	4.9	1 21	Cassini	1684 März 21
Dione	6.2	2 18	„	1684 März 21
Rhea	8.7	4 12	„	1672 Dezember 23

Name	Entfernung	Umlaufszeit	Entdecker	Datum
Titan	20.2	$15^d\ 23^h$	Huygens	1655 März 25
Themis	24.2	20 20	W. H. Pickering	1905 April 28
Hyperion	24.5	21 7	Bond	1848 September 16
Japetus	58.9	79 8	Cassini	1671 Oktober 25
Phoebe	214.4	550 11	W. H. Pickering	1898 August 16

Analog der Bodeschen Reihe für die Distanzen der Planeten von der Sonne gibt es auch eine Reihe, mit der man die Distanzen der Ringe und Monde vom Saturn berechnen kann. Sie lautet nach Charlier:

$$d = 1.5 + 1.6\,(1.5)^n.$$

Setzt man für n die ganzen Zahlen ein, so erhält man die in folgender Tabelle unter d enthaltenen Werte der Distanzen. Ein Vergleich mit den danebenstehenden, aus den Beobachtungen selbst folgenden Werten zeigt, daß die Übereinstimmung ebenfalls nur eine genäherte ist, wie bei der Bodeschen Reihe selbst. Themis paßt in die Reihe nicht hinein, und für die Werte $n = 5, 8, 10, 11$ sind bisher keine Monde bekannt.

		n	d
Innere Begrenzung des Ringes	1.5	$-\infty$	1.5
Äußere „ „ „	2.3	− 1	2.6
Mimas	3.1	0	3.1
Enceladus	3.9	1	3.9
Tethys	4.9	2	5.1
Dione	6.2	3	6.9
Rhea	8.7	4	9.6
Titan	20.2	6	19.7
Hyperion	24.5	7	28.8
Japetus	58.9	9	63.0
Phoebe	214.4	12	209

Die Helligkeit der Satelliten entspricht, wie zu erwarten, etwa der Reihenfolge ihrer Entdeckung. Die folgenden Helligkeitsangaben sind den Untersuchungen von Guthnick entnommen. Ein kleines Fernrohr schon zeigt Titan (Größe 8.6) und ein mäßiges Japetus (10.8) im westlichen Teile seiner Bahn; 8 cm Öffnung genügen für Rhea (10.1) und vielleicht für Tethys (10.7) und Dione (10.7), dagegen kann Enceladus (11.6) erst mit einem Objektiv von etwa 15 cm und auch dann nur bei größter Entfernung vom Planeten gesehen werden. Mimas (12.1) ebenso wie Hyperion (12.9) sind nur mit den stärksten Fernrohren und unter den günstigsten Bedingungen zu beobachten. Phoebe soll nach Barnard 16. bis 17. Größe sein, ist also nur äußerst schwierig sichtbar, Themis dürfte unter 17. Größe sein.

Mit Ausnahme des Japetus, der Themis und der Phoebe umkreisen die Trabanten den Saturn nahe in der Ringebene und in meist wenig exzentrischen

Bahnen. Phoebe hat eine Bahnneigung von etwa 149°, bewegt sich also rückläufig.

Einigermaßen ähnlich wie bei den Mars- und Jupitersatelliten bestehen auch zwischen den Umlaufszeiten der Saturnsatelliten gewisse einfache Beziehungen; die Umlaufszeit des dritten bzw. vierten ist nämlich nahezu doppelt so groß als die des ersten bzw. zweiten. Ferner besteht, worauf d'Arrest hingewiesen hat, noch eine Periode von $465\,^3/_4$ Tagen zwischen den Umläufen der vier inneren Trabanten, nach welcher Zeit sich die Stellungen wiederholen; auf diesen Zeitraum kommen nämlich 494 Umläufe des ersten, 340 des zweiten, 247 des dritten und 170 des vierten Trabanten. In neuerer Zeit sind von H. Struve noch zwei weitere eigentümliche Beziehungen zwischen Mimas und Tethys und zwischen Enceladus und Dione gefunden worden, welche sich durch folgende Sätze ausdrücken lassen: 1. Die Konjunktionen von Mimas und Tethys finden für alle Zeiten um den Punkt statt, der sich in der Mitte zwischen den aufsteigenden Knoten ihrer Bahnen auf dem Saturnäquator befindet. Sie können sich von diesem Punkte aus um höchstens 49° entfernen und führen diese Libration in 71 Jahren aus. 2. Die Konjunktionen von Enceladus und Dione fallen für alle Zeiten mit dem Perisaturnium des Enceladus zusammen, oder sie müssen wenigstens um diesen Punkt oszillieren.

Die Massenwerte einiger Satelliten sind durch die umfangreichen Untersuchungen von H. Struve bekannt geworden; so hat Titan $^1/_{4\,700}$, Mimas dagegen nur $^1/_{13\,610\,000}$ der Saturnmasse, und die Massen der anderen liegen zwischen diesen Werten.

Die wahren Größen der Trabanten sind noch unbekannt; nur der hellste, Titan, zeigt ein Scheibchen von etwa 0″.63 Durchmesser, welcher Größe ein linearer Durchmesser von 4370 km entspricht. Aus photometrischen Vergleichungen hat Pickering Durchmesserwerte gefunden, die zwischen 310 km bei Hyperion und 2260 km bei Titan liegen. Aus der sehr großen Differenz zwischen den aus Mikrometermessungen bestimmten und den aus photometrischen Beobachtungen geschlossenen Durchmessern sieht man wieder, daß solche Schätzungen nur die Größenordnung, nicht aber einen sicheren Wert der Größe selbst zu geben vermögen; die Albedo ist eben nicht für alle Trabanten die gleiche. Bei Saturn scheinen die Trabanten eine um so größere Albedo zu besitzen, je näher sie dem Planetenkörper sind; gleichzeitig wird die Dichte geringer.

Wie die Jupitersatelliten, so zeigen auch die Saturnmonde merkwürdige Lichtschwankungen, besonders Japetus. Westlich vom Planeten ist er nach den Untersuchungen von Guthnick etwa 10.0^{ter} Größe und steht also nur dem Titan nach; östlich dagegen ist er über 1.8 Größenklassen schwächer und kommt fast Mimas gleich. Nimmt man, wie für die Jupitersatelliten, auch für die des Saturn, speziell den Japetus, das Zusammenfallen von

Rotations- und Revolutionsdauer an, so würde sich diese auffallende Veränderlichkeit erklären, wenn die eine Seite des Trabanten sehr hell, die andere dunkel wäre. Ein so bedeutender Unterschied in der Leuchtkraft oder Reflexionsfähigkeit zweier Hemisphären hat freilich im ganzen Sonnensystem kein Analogon. Es ist daher wahrscheinlicher, daß die Gestalt des Trabanten wesentlich von der Kugelgestalt abweicht und der Mond deshalb bei der Rotation in verschiedener Helligkeit erscheint. Die Lichtschwankungen der anderen Satelliten sind nach Guthnick geringer und weniger einfach, so daß sichere Schlüsse noch nicht gezogen werden können.

10. Uranus und seine Satelliten.

Am 13. März 1781 fand Herschel im Sternbilde der Zwillinge ein blasses, jedoch nur einige Sekunden großes, rundes Objekt, dessen Bewegung bald zeigte, daß es weder ein Nebel noch ein Fixstern sein könne. An einen neuen Planeten dachte Herschel nicht; er kündigte vielmehr der Royal Society in London seine Entdeckung als die eines Kometen an. Verschiedene Astronomen versuchten, von dieser Voraussetzung, d. h. der Annahme einer parabolischen Bahn, ausgehend, auf Grund der Beobachtungen Herschels und anderer, die Bahn dieses „Kometen" zu bestimmen; allein schon nach wenigen Wochen zeigte sich, daß, wenn seine Bahn wirklich eine Parabel sei, die Periheldistanz wenigstens 14mal so groß sein müsse als die Entfernung der Erde von der Sonne oder vielmal größer als die irgendeines anderen bekannten Kometen, daß dagegen die Annahme, der Körper bewege sich in einem Kreise, dessen Radius etwa 19mal so groß als der Erdbahnhalbmesser sei, den Beobachtungen recht gut genüge. Man hatte es demzufolge nicht mit einem Kometen zu tun, sondern mit einem Planeten im doppelten Abstande des Saturn.

Ein begreifliches Gefühl des Dankes gegen seinen Gönner, König Georg III. von England, der ihm die Mittel zu seinen Entdeckungen gewährte, ließ Herschel als Namen des neuen Planeten „Georgium Sidus" vorschlagen. Dieser Name, abgekürzt in „the Georgian", wurde in England bis 1850 vielfach gebraucht, fand aber auf dem Kontinent weder Beifall noch Eingang. Nicht besser ging es der von Lalande vorgeschlagenen Bezeichnung „Herschel"; dagegen bürgerte sich der von Bode empfohlene und den anderen Planetennamen entsprechende Name „Uranus" (mit dem Zeichen ♅) immer mehr ein und wurde bald allein angewandt.

Nach genauer Berechnung seiner Bahn zeigte sich sehr bald, daß Uranus von verschiedenen Beobachtern schon lange vor Herschel gesehen worden war, ohne daß sie seine wahre Natur erkannt hatten. So ist er z. B. von Flamsteed schon 1690, also fast ein Jahrhundert vor Herschel, gesehen und am Passageninstrument beobachtet worden und später von demselben Astro-

nomen noch viermal. Merkwürdig ist die achtmalige Beobachtung von Lemonnier zu Paris im Dezember 1768 und Januar 1769. Hätte dieser seine Beobachtungen nur sofort reduziert, so würde ihre ganz oberflächliche Vergleichung schon die stetige Bewegung des Planeten gezeigt haben und Herschel so der Ruhm des Entdeckers entgangen sein. Daß er nicht schon selbst mit freiem Auge, für welches er gerade noch sichtbar ist, wahrgenommen, also ohne Fernrohr entdeckt wurde, dürfte manche vielleicht noch mehr Wunder nehmen; indessen war die Katalogisierung selbst der helleren Sterne zu Herschels Zeit noch sehr mangelhaft, und Uranus würde aus diesem Grunde möglicherweise noch lange unbekannt geblieben sein, selbst wenn er noch heller als 6. Größe, wie er in der Tat erscheint, gewesen wäre.

Der Planet bewegt sich bei einem mittleren Abstande von etwa 2870 Mill. Kilometern um die Sonne in einer nur wenig exzentrischen (0.05) und weniger als bei allen anderen Planeten gegen die Ekliptik geneigten Bahn (0^0 46′) in einem Zeitraume von 84 Jahren. Seine Bewegung ist danach so langsam, daß die Opposition sich nur um vier bis fünf Tage jährlich verschiebt (1923 September 9, 1924 September 13).

Wie erwähnt, kann Uranus, wenn man seinen Ort ungefähr kennt, als Stern 6. Größe noch von einem normalen Auge gesehen werden. Die lichtreflektierende Kraft seiner Oberfläche findet sich zu 0.63, also gleich der des Saturn. Um den Planeten auch nach seinem Aussehen von Fixsternen zu unterscheiden, also seine Scheibe (von etwa 4″ Durchmesser) deutlich zu erkennen, ist eine wenigstens 100malige Vergrößerung erforderlich. Mit starken Fernrohren betrachtet, erscheint die Oberfläche in grünlicher Färbung. Streifen oder Flecke sind auf ihr bis jetzt noch nicht mit Sicherheit gesehen worden, daher ist auch die Rotationsdauer des Uranus und die Lage seiner Umdrehungsachse auf diesem Wege nicht bestimmbar gewesen. Da man aus der Abplattung unter gewissen Annahmen auf die Rotationszeit schließen kann, war es, nachdem Bergstrand die Abplattung aus der Bewegung des Satelliten Ariel zu $^1/_{15}$ gefunden hatte, möglich, einen Wert für die Rotationszeit des Uranus zu berechnen; es ergaben sich 11 Stunden. Dieser aus theoretischen Untersuchungen gewonnene Wert ist durch spektrographische Beobachtungen in schönster Weise bestätigt worden. Lowell und Slipher fanden nämlich auf diesem Wege die Rotation zu $10^3/_4$ Stunden, und zwar erfolgt sie in rückläufigem Sinne, d. h. in der Richtung, in welcher sich auch die Uranusmonde bewegen.

Aus Mikrometermessungen erhielten Lowell und Slipher im Jahre 1915 für die Abplattung den Wert $^1/_{12}$, welcher innerhalb der zu erwartenden Genauigkeit mit dem aus der Bewegung des Ariel berechneten Wert $^1/_{15}$ genügend übereinstimmt.

Helligkeitsmessungen des Uranus, die L. Campbell ausgeführt hat, haben eine kleine regelmäßige Lichtschwankung im Betrage von 0.15

Größenklassen ergeben. Die Periode dieser Lichtschwankung beträgt 10¾ Stunden, stimmt also genau mit der spektrographisch gemessenen Rotationsdauer überein. Wir müssen daraus folgern, daß die Oberfläche des Uranus, vielleicht ähnlich wie die des Jupiter und Saturn, helle und dunkle Stellen aufweist.

Das Spektrum des Uranus (siehe Fig. 160) läßt auf photographischen Aufnahmen die Fraunhoferschen Linien erkennen, zeigt aber wieder eine Anzahl sehr charakteristischer Banden, welche mit denen im Jupiter- und Saturnspektrum identisch sind.

Im Januar 1787 entdeckte Herschel zwei Trabanten (Titania und Oberon), von denen der innere in etwa 9, der äußere in 13½ Tagen den Uranus umkreist. Sind schon diese Objekte nur großen Instrumenten zugänglich, so dürften die beiden von Lassell 1851 aufgefundenen und später (1852) von ihm und Marth auf Malta genauer verfolgten mit zu den schwierigsten Objekten des ganzen Planetensystems gehören; sie erscheinen schwächer als Titania und Oberon, welche so hell wie Sterne 15. Größe sind. Die Umlaufszeiten dieser Ariel und Umbriel genannten Körperchen betragen nur 2½ bzw. 4 Tage.

Ob Herschel einen von diesen beiden inneren Trabanten gesehen hat, als er (1797) aussprach, Uranus besitze vermutlich noch vier weitere Trabanten, ist sehr zweifelhaft. Jedenfalls haben spätere vergebliche Nachforschungen von Lassell mit seinem großen vierfüßigen Reflektor, von Holden u. a. am großen Washingtoner Refraktor bewiesen, daß, wenn außer den beiden älteren Herschelschen sowie den beiden Lassellschen wirklich noch weitere Satelliten existieren sollten, diese sicher für Herschels Teleskope unsichtbar gewesen sind. Wir müssen also die vier späteren, von Herschel angekündigten Monde streichen und dem Uranus nach unseren jetzigen Kenntnissen überhaupt nur vier Trabanten zusprechen.

Ähnlich wie für die Trabanten des Mars und des Saturn, unter der Annahme nämlich, daß die Albedo dieselbe wie beim Hauptkörper ist, hat Pickering auch die Durchmesser der beiden hellsten Uranustrabanten auf photometrischem Wege abzuschätzen versucht und für den dritten, Titania, 940 km, für den vierten, Oberon, 870 km gefunden.

Die Bahnen der Uranustrabanten haben die sehr große Neigung von 98° gegen die Ekliptik; die Monde bewegen sich somit rückläufig.

Wie bei den übrigen von Trabanten begleiteten Planeten läßt sich die Masse auch des Uranus am genauesten durch Beobachtungen seiner Trabanten finden; in diesem Falle geben sie sogar das einzige zuverlässige Resultat, weil die Störungen, die Uranus auf seine beiden Nachbarplaneten, Saturn und Neptun, ausübt, wegen der Ungenauigkeit der Beobachtungen des ersteren und ihrer zu geringen Zahl beim letzteren sich bisher nicht scharf genug berechnen lassen, um die Masse daraus ableiten zu können. Sie hat

sich aus Trabantenbeobachtungen nach den Bestimmungen von Bergstrand zu $^1/_{23\,300}$ der Sonnenmasse ergeben.

Der Durchmesser des Uranus beträgt etwa 4 Erddurchmesser oder 50000 km, seine Dichtigkeit dagegen etwa $^1/_5$ von der der Erde.

11. Neptun und sein Satellit.

Die Entdeckung des Neptun (♆) gehört zu den glänzendsten Taten der Astronomie; sie hat vielleicht mehr als irgend eine andere und mehr als die Entdeckung der Gravitation selbst, deren Konsequenz sie war, dazu beigetragen, vor den Resultaten astronomischer Forschung Bewunderung bei allen zu erregen, denen die verschlungenen Pfade der mathematischen Analyse unzugänglich sind. Der Planet wurde sozusagen gefühlt durch die Anziehung, die er auf Uranus ausübt, und mit geistigem Auge geschaut, ehe ihn das leibliche erkannte.

Um die Geschichte der Neptunentdeckung vom Beginne an zu verfolgen, müssen wir bis zum Jahre 1821 zurückgehen. In diesem Jahre hatte Bouvard in Paris verbesserte Tafeln von Jupiter, Saturn und Uranus herausgegeben, welche, obschon nach heutigen Begriffen sehr unvollkommen, doch die Basis für die meisten seit jener Zeit über die Bewegung dieser Planeten angestellten Berechnungen gegeben haben. Er fand, daß, während die Bewegungen von Jupiter und Saturn sich mit der Theorie der Gravitation in Einklang befanden, dies beim Uranus nicht der Fall war. Auch nach sorgfältiger Berücksichtigung der Störungen der bekannten Planeten war es unmöglich, eine Bahn für Uranus zu finden, die sowohl den älteren, vor Herschel, als auch den neueren, seit Herschels Auffindung des Planeten angestellten Beobachtungen genügt hätte. Bouvard verwarf daher die ersteren und gründete seine Tafeln nur auf die neueren Beobachtungen, überließ also späteren Forschern die Untersuchung der Frage, ob die Unmöglichkeit, beide Beobachtungsreihen gleichzeitig darzustellen, nur an der Ungenauigkeit der älteren Beobachtungen liege, oder ob sie von der Wirkung irgendeines unbekannten äußeren Einflusses herrühre.

Schon nach wenigen Jahren begann der Planet von Bouvards Tafeln abzuweichen; der Fehler stieg 1830 auf 20″, 1840 auf 1½′, 1844 auf 2′. Nun sind zwar diese Abweichungen scheinbar nicht bedeutend, da auch ein scharfes Auge nicht imstande ist, zwei Sterne, deren Entfernung nur 1½′ bis 2′ beträgt, getrennt zu sehen. Aber im Fernrohr sind es beträchtliche Größen, und schon viel geringere dürfen da durchaus nicht vernachlässigt werden. Die wahrscheinliche Ursache dieser stetig zunehmenden Abweichungen war der Gegenstand mancher Diskussion unter den Astronomen und vermutlich haben nicht wenige ihren wahren Grund richtig erkannt, wenn auch nicht ausgesprochen.

Im Jahre 1823 deutete der große Königsberger Astronom Bessel in einem Briefe an Olbers auf die unerklärlichen Abweichungen der Uranusbewegung von der Theorie hin und sprach die Hoffnung aus, die darauf bezüglichen Untersuchungen durchzuführen, die nach seiner Ansicht „zu der schönsten Bereicherung der Wissenschaft" leiten müßten. Indessen kam er selbst nicht dazu, veranlaßte aber (1838) einen seiner Schüler, Flemming, die nötigen Vorarbeiten zu unternehmen. Dieser widmete sich mit Eifer und Hingebung der Sache und wäre vielleicht weit genug gekommen, um ein genaues Urteil über die Ursache der Abweichungen der Rechnung von der Beobachtung zu ermöglichen, wenn nicht Krankheit und ein frühzeitiger Tod (1840) die Arbeit unterbrochen hätten.

Glücklicher waren zwei andere Astronomen, deren Untersuchungen freilich auch tiefer und umfassender angelegt waren, als die nicht über das vorbereitende Stadium gediehenen Arbeiten Flemmings.

Im Jahre 1845 empfahl Arago einem jungen Freunde, dem damals noch ganz unbekannten Leverrier, den er aber als scharfsinnigen Mathematiker und geschickten Rechner kannte, die Uranusbewegung zu untersuchen. Leverrier ergriff die Aufgabe sofort und behandelte sie in streng systematischer Weise. Zunächst versicherte er sich, daß die Abweichungen nicht von Fehlern in Bouvards Theorie und Tafeln herrührten; er unternahm daher eine sorgfältige Neuberechnung der Störungen des Uranus durch Jupiter und Saturn und eine kritische Prüfung der Tafeln. Das Resultat war die Auffindung einer Menge kleiner Fehler in letzteren, die aber nicht der Art waren, daß sie die beobachteten Abweichungen erklärt hätten.

Der nächste Schritt war nun, zu untersuchen, ob bei gehöriger Berücksichtigung der Jupiter- und Saturn-Störungen für Uranus irgendeine Bahn berechnet werden könnte, welche die neueren Beobachtungen darstellte. Das Ergebnis war wieder negativ: die beste Bahn, die man annehmen konnte, wich erst nach der einen, dann nach der anderen Seite entschieden um mehr ab, als die Beobachtungsfehler zuließen. Leverrier nahm jetzt erst als Ursache der Abweichungen die Wirkungen eines noch unbekannten Planeten an und untersuchte, wo sich dieser Planet befinden müsse. Zwischen Saturn und Uranus konnte seine Bahn nicht liegen, da er dann auch die Bewegung des Saturn hätte stören müssen, was die Beobachtungen durchaus nicht anzeigten. Er mußte also außerhalb des Uranus gesucht werden und vermutlich, indem man die Bodesche Reihe weiter fortsetzte, in nahe der doppelten Entfernung von der Sonne stehen. Unter der weiteren plausiblen Annahme, der unbekannte Planet bewege sich in der Ekliptik, gelang es nun Leverrier, im Sommer 1846 bereits vollständige Bahnelemente des unbekannten Planeten abzuleiten, die seinen Ort für Anfang 1847 zu 325° Länge, von der Erde gesehen, ergaben.

Leverrier war nicht der einzige, der zu diesem Resultate gelangte. 1843, also schon zwei Jahre vor ihm, hatte Adams, damals Student in Cambridge (England), das Problem der Uranusbewegung zu bearbeiten unternommen. Im Oktober 1845 teilte er Airy auf Veranlassung von Challis in Cambridge Elemente des Planeten mit, die so nahe richtige Positionen des Planeten gaben, daß derselbe, hätte man ihn mit einem hinreichend starken Fernrohre gesucht, höchst wahrscheinlich, wenn nicht sicher, gefunden worden wäre. Airy war indessen, wie auch Challis, etwas ungläubig und verschob seine Nachforschungen bis auf weitere Erklärungen von Adams, welche er aber, aus nicht bekannten Grunde, nicht empfing. Mittlerweile war der Planet, nachdem die Opposition Mitte August stattgefunden hatte, in den Sonnenstrahlen verschwunden und konnte vor Sommer 1846 nicht wieder aufgesucht werden. Es ist in der Tat sehr bedauerlich, daß damals nichts über die Arbeiten von Adams veröffentlicht wurde.

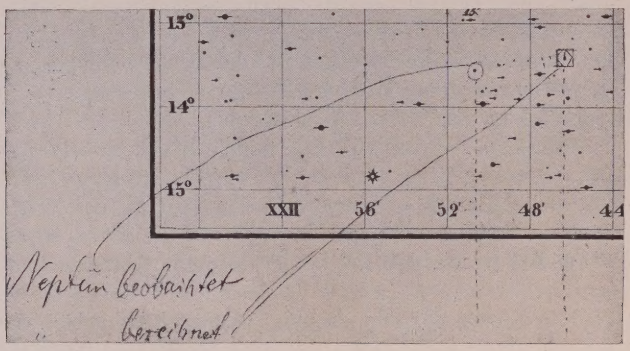


Fig. 168. Teil der bei der Auffindung des Neptun benutzten Akademischen Sternkarte.

Im Sommer 1846 erschienen Leverriers Bahnelemente, und die Übereinstimmung mit den von Adams gefundenen war so auffallend, daß Challis jetzt eine systematische Nachsuchung nach dem Planeten begann. Unglücklicherweise war seine Beobachtungsmethode, obschon ein Resultat sichernd, doch sehr umständlich; er suchte nämlich den Planeten nicht mit hinreichend starker Vergrößerung an seiner Scheibe, sondern vielmehr durch seine Bewegung unter den Sternen zu erkennen, und da diese nur langsam sein konnte, so mußten alle Sterne in der Umgebung des berechneten Ortes öfters beobachtet werden, um zu sehen, welcher seinen Ort mit der Zeit veränderte. In der Tat hat nun Challis den Planeten unter anderen Sternen am 4. und 12. August 1846 beobachtet und würde ihn, wenn er die Beobachtungen reduziert hätte, als solchen erkannt haben. Es erging ihm indessen ähnlich wie Lemonnier früher mit dem Uranus (obschon dieser dessen Existenz nicht ahnte), und sein Verfahren läßt sich einigermaßen dem eines Menschen ver-

gleichen, der weiß, daß er einen Diamanten an einer bestimmten Stelle am Meeresstrande verloren hat, und nun den ganzen, die Stelle umgebenden Sand mit nach Hause nimmt, um den darin enthaltenen Stein nach Bequemlichkeit herauszusuchen.

Im September 1846, während Challis noch mit der Fortführung seiner Beobachtungen beschäftigt war, ohne zu wissen, daß er den ersehnten Gegenstand seines Suchens schon in den Ziffern des Beobachtungsbuches gefangen hielt, schrieb Leverrier an Galle nach Berlin und forderte diesen auf, nach dem Planeten zu suchen. Galle, unterstützt von d'Arrest, fand schon am ersten Abend, dem 23. September, ein Objekt, welches auf dem erst kürzlich fertig gewordenen Blatte 21^h der Akademischen Sternkarten fehlte, die sonst viel schwächere Sterne enthielten. Die folgende Nacht gab deutlich die Bewegung des verdächtigen Sterns zu erkennen, und so war nun Neptun, der neue Planet, kaum 1^0 von dem theoretisch vorausberechneten Orte wirklich aufgefunden. In Fig. 168 ist ein Teil der bei der Entdeckung benutzten Sternkarte wiedergegeben, worin der vorausberechnete Ort sowie der Ort, an dem der Planet tatsächlich gefunden wurde, eingezeichnet sind.

Man hat mitunter gestritten, wem wohl der größere Ruhm und das Recht der ersten Entdeckung gebühre, ob Leverrier oder Adams. Muß als Entdecker der angesehen werden, welcher seine Entdeckung zuerst veröffentlicht, so besteht kein Zweifel, daß es Leverrier war; denn er machte die Resultate seiner Berechnung zuerst bekannt und veranlaßte unmittelbar die optische Auffindung durch Galle. Aber das schmälert das Verdienst von Adams, der schon etwa ein Jahr früher zu demselben Ergebnis wie Leverrier gekommen war, nicht im geringsten; man darf ihn sachlich mit gleichem Rechte wie den glücklicheren Leverrier als den Entdecker betrachten und soll fruchtlose Prioritätsstreitigkeiten, die nicht der Wissenschaft, sondern der menschlichen Eitelkeit wegen geführt werden, beiseite lassen. Die Astronomie durfte sich, um an das drastische Wort unseres großen Dichters zu erinnern, freuen, „zwei solche Kerle zu besitzen", von denen jeder unabhängig vom anderen ein Problem zu lösen imstande war, das ebensoviel Scharfsinn und theoretische Kenntnisse als Geduld und Ausdauer erforderte.

Die Entdeckung des Neptun veranlaßte Petersen in Hamburg und Walker in Washington zu einer Untersuchung hinsichtlich etwaiger älterer Beobachtungen, die für die Bahnbestimmung unter Umständen von großem Werte sein konnten. Schwieriger als bei Uranus — denn Neptun erscheint nur als Stern 8. Größe und bewegt sich zur Zeit der Opposition fast doppelt so langsam als jener — waren die Nachforschungen unter älteren Beobachtungsreihen, die beide Astronomen unternahmen, doch endlich erfolgreich. Es fand sich nämlich, daß Lalande in Paris am 8. und 10. Mai 1795 die Gegend am Himmel beobachtet hatte, wo der Planet damals stehen

mußte, und daß unter dessen damaligen Beobachtungen sich ein Stern fand, den spätere Astronomen nicht notiert hatten, und welcher der berechneten Bahn nahe war. Die Einsicht in die Originalmanuskripte Lalandes, die auf der Pariser Sternwarte aufbewahrt werden, ergab dann wirklich, daß Neptun an jenen beiden Abenden beobachtet worden war.

So hatte man einen Ort, der durch sein altes Datum von großer Wichtigkeit für die genaue Bestimmung der Neptunbahn wurde, und Walker und nahezu gleichzeitig mit ihm Peirce in Cambridge (U. S.) berechneten nun sorgfältig die Elemente. Letzterer hat auch zuerst die Störungen, welche Neptun von den anderen Planeten erleidet, ermittelt. Die vollständigsten neueren Untersuchungen über die Bewegung des Neptun, wie auch über die des Uranus rühren indessen von Leverrier und Newcomb her; beide konstruierten auch genaue Tafeln für beide Planeten. Danach braucht Neptun bei einem mittleren Abstande von 4500 Millionen Kilometern fast 165 Jahre, um die Sonne in seiner nahezu kreisförmigen Bahn zu umlaufen. Bei dieser langsamen Bewegung verschieben sich die Zeiten der Opposition jährlich nur um etwa $2\frac{1}{2}$ Tage (1923 Februar 6, 1924 Februar 8), oder mit anderen Worten, Neptun rückt in einem Jahre am Himmel nur etwas über 2^0 fort.

Die nur etwa $2\frac{1}{2}''$ große Scheibe des Planeten erscheint auch bei günstigster Luft und unter Benutzung der kraftvollsten Instrumente vollkommen rund, ohne besondere Merkmale und von bleicher, bläulicher Färbung. Über die Rotationsdauer und Achsenlage läßt sich daher auch nichts angeben. Versuche, die von M. Hall unternommen worden sind, aus kleinen Helligkeitsschwankungen des Neptun auf seine Rotationsperiode zu schließen, haben nicht zu sicheren Resultaten geführt. Das Spektrum (Fig. 160), welches Huggins, Vogel und die Astronomen des Lowell-Observatoriums untersucht haben, zeigt im Rot und Gelb Absorptionsbanden, welche dieselbe Lage haben, wie im Uranusspektrum. Die beiden äußersten Planeten scheinen demnach Atmosphären von gleicher, aber von der der Erdatmosphäre sehr abweichender Zusammensetzung zu besitzen. Die in neuerer Zeit erhaltenen Spektrogramme lassen außer den Banden auch Fraunhofersche Linien erkennen. Die Lichtstärke des Neptun ist nach Müllers photometrischen Beobachtungen die eines Sternes 8. Größe; von dem empfangenen Sonnenlicht strahlt er etwa die Hälfte zurück.

Lassell, der mit seinen großen Reflektoren den Planeten in Malta und in England häufig beobachtet hat, glaubte anfangs einen Ring wahrzunehmen; indessen haben spätere, unter günstigeren Bedingungen angestellte Beobachtungen nichts Derartiges zu erkennen gegeben. Dagegen glückte ihm die Entdeckung eines Trabanten. Sehr bald nach der Auffindung des Planeten bemerkte er verschiedene Male ein schwaches Lichtpünktchen, konnte aber erst Ende 1846 die Trabantennatur desselben nachweisen. Seine Messungen, wie die von Bond in Cambridge (U. S.) und O. Struve in Pul-

kowa zeigten, daß der Satellit in $5^d\,21^h$ seine Bahn durchläuft, die 35° gegen die Ekliptik geneigt ist. Man konnte damals aber nicht entscheiden, ob seine Bewegung eine direkte oder retrograde sei, da sich nicht sagen ließ, welcher Teil seiner scheinbaren elliptischen Bahn der Sonne (oder Erde) zu- und welcher abgekehrt war. Erst als der Planet nach einigen Jahren in wesentlich veränderter Richtung stand, zeigte sich, daß die Bewegung des Trabanten in rückläufigem Sinne erfolgt, die Neigung also 145° beträgt. Die Untersuchungen von H. Struve ergaben als Neigung 143°, als mittlere Entfernung vom Neptun 14.7 Halbmesser desselben.

Pickering hat auf photometrischem Wege den Durchmesser abzuschätzen gesucht. Ist die Voraussetzung einer Reflexionskraft gleich der des Neptun zulässig, so besäße der Neptuntrabant, der die Helligkeit eines Sternes 14. Größe hat, einen Durchmesser von 3600 km. Ob noch andere Trabanten außer diesem existieren, wissen wir nicht.

Messungen der Entfernung des Satelliten vom Hauptkörper haben als Masse des Neptun nach H. Struve $^1/_{19\,396}$, nach Dyson $^1/_{19\,474}$ der Sonnenmasse ergeben, ein Resultat, welches mit dem aus den Störungen des Uranus folgenden ($^1/_{19\,700}$) so gut stimmt, als sich nur erwarten läßt. Da der Durchmesser etwa 4.3 Erddurchmesser oder 56000 km beträgt, so folgt als Dichtigkeit des Neptun $^1/_5$ der Erddichte. Die vier sonnenfernen großen Planeten haben demnach sämtlich eine wesentlich geringere Dichte (zwischen 0.13 und 0.25 der Erddichte) als die vier sonnennahen großen Planeten (0.69 bis 1.1 der Erddichte).

Die Bahn des Neptun bildet für jetzt die Grenze unseres Planetensystems. Ob über sie hinaus noch ein Planet existiert, wissen wir vorläufig nicht. Es liegt der Gedanke nahe, in derselben Weise, wie die Bahn des Neptun vor seiner Entdeckung aus den Störungen des Uranus berechnet worden war, auch zu versuchen, aus den Störungen des Neptun die Bahn eines neuen unbekannten „transneptunischen“ Planeten zu berechnen. Dies scheitert jedoch daran, daß der von Neptun seit seiner Entdeckung durchlaufene Bogen noch zu kurz ist, als daß man aus den Störungen auf einen weiteren unbekannten Planeten schließen könnte. Deshalb hat Lowell im Jahre 1915 die Restfehler der Uranusbewegung nochmals sorgfältig untersucht und versucht, die Bahn eines unbekannten transneptunischen Planeten hiernach zu berechnen. Während aber die Restfehler der Uranusbewegung zur Zeit der Neptunerrechnung 133″ betrugen, betragen sie jetzt, mit Berücksichtigung des Neptuneinflusses, nur 4″. Man wird daher den Folgerungen, die aus dieser geringen Abweichung von 4″ berechnet sind, wenig Zutrauen entgegenbringen können. Einen anderen Weg hat W. H. Pickering eingeschlagen, indem er aus der Lage der Aphelien der Kometenbahnen Schlüsse auf die Bahnverhältnisse mehrerer hypothetischer Planeten jenseits des Neptun zog. Aber auch seine Ergebnisse sind wenig überzeugend. Alle Versuche,

auf Grund dieser Vorausberechnungen einen transneptunischen Planeten am Himmel aufzufinden, sind bisher erfolglos geblieben. Wie dem auch sei, wir können jedenfalls sagen, daß die anziehende Kraft der Sonne stark genug ist, um auch in weit größeren Entfernungen noch Planeten um sich herum zu führen, wie dies nicht wenige der Himmelskörper beweisen, deren Betrachtung uns auf den folgenden Blättern beschäftigen soll.

KAPITEL VI.

Kometen und Meteore.

1. Aussehen und Formen der Kometen.

Die Bewegungen der Himmelskörper, welche wir bis jetzt betrachteten, zeigen eine großartige Regelmäßigkeit, welche einst zu der Vorstellung von der Unveränderlichkeit des Himmels Anlaß gegeben hat. Aber diese harmonische Einheit wird zuweilen durch außerordentliche Erscheinungen gestört, die sich längere oder kürzere Zeit am Himmel blicken lassen und dann spurlos verschwinden.

Es sind dies die *Kometen*[1]), Weltkörper, die schon in den frühesten Zeiten bekannt waren, deren wahre Natur aber bis zum heutigen Tage noch manche Rätsel bietet.

Kometen, die hell genug sind, um mit dem unbewaffneten Auge gesehen zu werden, bestehen aus drei, jedoch nicht scharf abgegrenzten Teilen, nämlich aus dem *Kern*, der umgebenden *Hülle* oder *Koma* und dem *Schweif*.

Kern wird der helle Mittelpunkt genannt, welcher, abgesehen von seiner meist geringeren Schärfe, das Aussehen eines gewöhnlichen Sternes oder eines Planeten hat und ohne Hülle und Schweif schwerlich Aufmerksamkeit erregen würde.

Die Hülle oder Koma ist eine wolken- oder dunstartige Masse, welche den Kern von allen Seiten umgibt, da, wo sie ihn berührt, so hell leuchtet, daß man sie kaum von ihm unterscheiden kann, und erst in einiger Entfernung vom Kern an Glanz verliert. Die Koma ist oft von ungeheurer Ausdehnung, z. B. übertraf sie beim Kometen von 1811 die Sonne an Größe. Wenn der Komet sich der Sonne nähert, so wird die Koma häufig kleiner, um sich nachher, wenn die Entfernung wieder wächst, von neuem auszudehnen; eine befriedigende Erklärung für diese merkwürdige Erscheinung gibt es noch nicht. Kern und Koma haben vereinigt das Aussehen eines mehr oder weniger hellen Sternes, der durch eine dünne Nebelschicht hindurch scheint, und bilden zusammen den *Kopf* des Kometen.

[1]) *Κομήτης*, Haarstern.

Der Schweif ist eine Fortsetzung der Koma und zeigt sich als ein Streifen mattweißen Lichtes, der mit wachsendem Abstand vom Kopfe des Kometen breiter wird und immer schwächer leuchtet, bis das Auge ihn nicht mehr verfolgen kann. Eine besondere Eigentümlichkeit ist die, daß der Schweif fast ohne Ausnahme von der Sonne abgewandt erscheint. Er besitzt bei den einzelnen Kometen eine sehr verschiedene Ausdehnung, und zwar ist er in der Regel um so heller und länger, je glänzender der Kopf des Kometen ist. Während er oft kaum bemerkt werden kann, erstreckte er sich bei einigen der großen Kometen über die Hälfte des Himmelsgewölbes. Seine Länge beträgt sehr häufig viele Millionen Kilometer. Zuweilen ist der Schweif des Kometen auch in mehrere Teile gespalten, die sich dann in leicht divergierenden Richtungen ausbreiten.

Dies ist im allgemeinen das Aussehen der dem bloßen Auge sichtbaren Kometen, welche jedoch nur einen kleinen Bruchteil der Gesamtzahl bilden. Seit man mit dem Fernrohre emsig nach Kometen suchte, entdeckte man oft schon in einem Jahre mehr solcher Himmelskörper, als man in einem Menschenalter mit dem bloßen Auge sehen kann; aber diese sogenannten „teleskopischen Kometen" bieten nicht immer denselben Anblick wie die anderen. Bei den meisten scheint die Koma auf Kosten des Kernes und des Schweifes mehr ausgebildet; bei anderen bemerkt man entweder gar keinen Kern, oder er ist so schwach und unbestimmt, daß man ihn kaum erkennt.

In diesem Falle ist es meistens auch unmöglich, den Schweif von der Koma zu unterscheiden, da der erstere entweder ganz unsichtbar oder nur eine Verlängerung der letzteren ist. Nicht wenige Kometen bestehen nur aus einer nebligen Lichtmasse von mehr oder weniger regelmäßiger Gestalt.

Wenn wir aber ihre Entwicklung betrachten, finden wir ungeachtet solcher bedeutender Unterschiede zwischen den großen und den teleskopischen Kometen, daß sie alle einer Klasse angehören. Es verhält sich mit ihnen, wie mit vielen Tieren, welche für den oberflächlichen Beobachter nichts miteinander gemein haben, an denen aber das geübte Auge des Zoologen doch wesentliche Ähnlichkeiten erkennt. In der Regel gleichen sich alle Kometen, wenn sie in den Bereich des Fernrohres kommen; die späteren Verschiedenheiten entstehen erst aus der verschiedenartigen Entwicklung entsprechender Teile. Zuerst sieht man nur eine kleine neblige Masse ohne Schweif und sehr oft auch ohne Kern; so bei dem großen Donatischen Kometen von 1858, bei welchem mehr als zwei Monate nach seiner Entdeckung verstrichen, bis sich die Anfänge eines Schweifes bildeten.

Wenn der Kern eines teleskopischen Kometen sich zu zeigen anfängt, sieht man ihn häufig auf der der Sonne abgewendeten Seite des Kopfes, während einige kleine Arme in der Richtung nach der Sonne ausgestreckt sind, so daß es scheinen könnte, als ob der Komet einen kurzen, fächer-

förmigen Schweif der Sonne zuwendete, anstatt ihn, wie gewöhnlich, von ihr abzukehren.

Betrachten wir dagegen die nachstehende Darstellung (Fig. 169) des Donatischen Kometen, so gewahren wir mehrere helle Linien, die sich vom Mittelpunkte des Kopfes aufwärts erstrecken, und diese Teile sind es, denen die kleinen, der Sonne zugewandten Schweife einiger teleskopischer Kometen entsprechen. In der Tat zeigt die Mehrzahl der großen Kometen solchen fächerartigen Bau der Lichthüllen des Kopfes; der Griff des Fächers liegt im Kern, und sein mittlerer, zuerst sichtbar werdender Teil weist gegen die

Fig. 169. Kopf des Donatischen Kometen, Anfang Oktober 1858 (nach Bond).

Sonne. Dieser Fächer ist dann von einem oder mehreren halbkreisförmigen Bogen umgeben, deren innerster den gekrümmten Rand des Fächers bildet; bei schwachen Kometen zeigt sich indessen dieser Bogen nicht. Der eigentliche Schweif des Kometen erscheint in der der Sonne entgegengesetzten Richtung und ist daher auch vom Fächer abgekehrt.

In Fig. 169 ist der eigentliche Schweif nach unten gekehrt, und wegen des großen Maßstabes ist nur der Anfang davon zu sehen. Man wird auch bemerken, daß die zentrale Gegend des Schweifes verhältnismäßig dunkel erscheint, was bei fast allen hellen Kometen der Fall ist. Die Struktur des Schweifes ist übrigens durchaus nicht immer einfach, sondern häufig sehr unregelmäßig und kompliziert, wie es namentlich die in den letzten Jahrzehnten gemachten photographischen Aufnahmen von Kometen gezeigt haben.

Im einzelnen sind die physischen Erscheinungen, die bei den großen Kometen auftreten, außerordentlich verschieden, und keiner der bisher genauer beobachteten hat vollständig dem anderen geglichen. Als allen gemeinsam kann nur gelten, daß vom Kern aus fortdauernd oder periodisch Ausströmungen leuchtender Materie stattfinden in häufig bogen- und fächer-, mitunter raketenähnlicher Form, daß diese Materie sich in den Schweif fortsetzt, und daß alle diese Erscheinungen um so lebhafter und intensiver werden, je mehr sich der Komet der Sonne nähert. Ein Maximum erreicht speziell die Schweifbildung fast immer erst kurze Zeit nach dem Perihel-durchgange.

2. Bewegung und Ursprung der Kometen.

Nachdem man gegen Ende des sechzehnten Jahrhunderts zu der Erkenntnis gelangt war, daß die Kometen nicht, wie man bis dahin ziemlich allgemein geglaubt hatte, atmosphärische Lichterscheinungen, sondern vielmehr Himmelskörper seien, entstand natürlich die Frage, in was für Bahnen sie sich bewegten. Der Italiener Borelli sprach es zuerst (1665) aus, daß die Bahn des Ende 1664 erschienenen Kometen parabolisch sei, und unabhängig von ihm äußerte bald darauf (1681) der Pfarrer Dörffel in Plauen die Meinung, daß die Bahnen der Kometen vermutlich Parabeln seien, in deren Brennpunkte die Sonne stehe. Den Beweis hierfür aber erbrachte zuerst Newton, und er leitete speziell für den großen Kometen von 1680 eine Bahn ab, welche sehr exzentrisch war und allem Anschein nach eine Parabel sein mußte.

Da die Parabel eine der Kurven ist, in welchen sich ein unter der Einwirkung der Gravitation stehender Himmelskörper bewegen kann, so wurde es hierdurch zur Gewißheit, daß die Kometen ebenso wie die Planeten gegen die Sonne gravitieren; indessen blieb immer noch unentschieden, ob ihre Bahn in der Tat eine Parabel ist oder nicht vielmehr eine sehr langgestreckte Ellipse. Diese Ungewißheit rührt daher, daß die Kometen meist nur in einem sehr kleinen Teil ihrer Bahnen, in der Sonnennähe, für uns sichtbar sind, und daß in diesem kleinen Teil eine Parabel und eine sehr exzentrische Ellipse fast zusammenfallen (Fig. 170).

Der sehr wichtige Unterschied zwischen einer elliptischen und einer parabolischen Bahn besteht darin, daß die erstere geschlossen ist, so daß ein Komet, der sich in ihr bewegt, notwendig wieder zurückkommen muß, während die beiden Arme der Parabel in den unendlichen Raum reichen, ohne sich je zu vereinigen.

Ein Komet, der sich in einer Parabel bewegt, wird deshalb nie wieder in unsere Nähe zurückkehren, sondern, nachdem er die Sonne umlaufen hat, auf immer in den unendlichen Raum entschwinden. Dasselbe wird der

Fall sein, wenn der Komet eine Hyperbel beschreibt, welche die dritte unter dem Einflusse des Gesetzes der Schwere mögliche Form der Bahn ist. Die Parabel würde sich bei der geringsten Verzögerung der Bewegung des Kometen in eine Ellipse verwandeln, bei der geringsten Beschleunigung in eine Hyperbel; die parabolische Bewegung kann daher streng genommen in Wirklichkeit nie vorkommen oder wenigstens nie längere Zeit erhalten bleiben.

Der Astronom, der die Lage einer Bahn kennt, weiß genau, welche Geschwindigkeit für jeden Punkt in ihr nötig ist, um einen Körper, der sich darin bewegt, auf Nimmerwiederkehr in den Raum hinauszustoßen. Bewegte

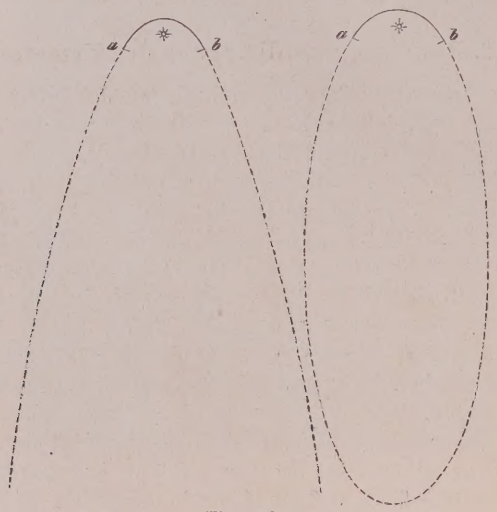


Fig. 170.

sich ein Körper — ein Komet — in seinem Perihel genau in der Erdbahn und zwar mit der Geschwindigkeit von 42 km in der Sekunde, so besäße er gerade die zur Beschreibung einer Parabel erforderliche Schnelligkeit. Übersteigt die Geschwindigkeit des Kometen an diesem Punkte seiner Bahn, der 149.5 Millionen Kilometer von der Sonne entfernt ist, diese Grenze, so würde er in hyperbolischer Bahn in den unendlichen Raum hinausgetrieben und nie wieder in unser System zurückkehren; bei geringerer Geschwindigkeit würde er dagegen vermöge der Anziehungskraft der Sonne in einer zukünftigen Zeit, die um so ferner wäre, je weniger die Geschwindigkeit von dem Werte von 42 km in der Sekunde abweicht, zurückkehren.

Nun kommt bei der großen Mehrzahl der Kometen die Geschwindigkeit der parabolischen Grenze so nahe, daß es nicht möglich ist, durch die Beobachtung zu entscheiden, welcher der drei Arten ihre Bahn angehört. Bei

einigen dieser Himmelskörper ergeben die Beobachtungen einen Überschuß von Geschwindigkeit, welcher aber sehr gering ist, so daß die Hyperbeln, in denen sich diese Kometen bewegen, nur äußerst wenig von der Parabel abweichen. Andererseits gibt es eine Anzahl von Kometen, die sicher periodisch sind; sie bewegen sich in entschieden elliptischen Bahnen und kehren in regelmäßigen Intervallen zur Sonne zurück. Bei einigen von ihnen hat man durch wiederholte Beobachtungen die Umlaufszeit mit großer Genauigkeit festgestellt; bei anderen hat man auf die periodische Wiederkehr nur aus der Tatsache geschlossen, daß der Betrag der Geschwindigkeit die parabolische Grenze nicht erreicht und die Elliptizität der Bahn des Kometen somit keinem Zweifel unterworfen ist.

Die Frage nach den Bahnen der Kometen schließt die andere, sehr interessante in sich, ob man die Kometen als zu unserem Sonnensystem gehörig oder nur als Besucher aus der Sternenwelt zu betrachten hat. Wäre letzteres der Fall, wäre also die Bewegung der Kometen von der Sonne ursprünglich ganz unabhängig, so müßten die Kometen, wenn sie in den Anziehungsbereich der Sonne kommen, sich vorzugsweise in hyperbolischen Bahnen um diese bewegen, wie namentlich Arbeiten von Seeliger und Fabry dargetan haben. Wie schon oben erwähnt, ergeben aber die Beobachtungen in den weitaus meisten Fällen parabolische oder elliptische Bahnen, und die hyperbolischen Bahnen, die man bisher festgestellt hat, weichen nur wenig von parabolischen ab. Fayet, Fabry und besonders Strömgren haben die hyperbolischen Kometen zum Gegenstand eingehender Untersuchungen gemacht, und ihre Rechnungen haben bewiesen, daß die Bahnen dieser Kometen ihren hyperbolischen Charakter erst durch den störenden Einfluß der Planeten erhalten haben; bevor jene Kometen in den Anziehungsbereich der Planeten gelangten, waren ihre Bahnen äußerst langgestreckte Ellipsen. Kommt nämlich ein in einer solchen Bahn sich bewegender Komet einem Planeten nahe, so wird sich infolge der Anziehung des letzteren seine Geschwindigkeit ändern, und diese Änderung besteht je nach dem Wege, den er beschreibt, in einer Beschleunigung oder einer Verzögerung. Wenn die durch die verschiedenen Planeten bewirkten Beschleunigungen die Verzögerungen in hinreichendem Maße übersteigen, so wird die ursprüngliche, langgestreckte elliptische Bahn sich in eine schwach hyperbolische verwandeln, und dies ist in der Tat bei den in Rede stehenden Kometen der Fall gewesen. Wenn dagegen die Verzögerungen überwiegen, so wird sich die ursprüngliche elliptische Bahn von großer Exzentrizität und Umlaufszeit in eine solche von geringerer Exzentrizität und Umlaufszeit verwandeln. Es läßt sich aber beweisen, daß dies nur in seltenen Ausnahmefällen eintreten kann.

Kommt ein Komet zufällig einem Planeten und besonders einem großen, wie z. B. Jupiter, sehr nahe, so kann die Verzögerung so groß werden, daß sie dem Kometen eine Bahn mit kurzer Umlaufsdauer gibt und ihn so zu

einem beständigen Gliede unseres Systems macht. In der Tat zeigen die Bahnen einer beträchtlichen Zahl von Kometen eine merkwürdige Beziehung zur Jupiterbahn, indem sie eine derartige Lage im Raum haben, daß die betreffenden Kometen dem Jupiter nahekommen können; die Aphelien dieser Bahnen liegen in der Regel nur wenig innerhalb oder außerhalb der Bahn des Jupiter. Gegenwärtig kennt man gegen 40 Kometen dieser Art, die man als die „Kometenfamilie des Jupiter" bezeichnet. Es wird zurzeit allgemein angenommen, daß diese Kometen, oder doch wenigstens die Mehrzahl von ihnen, wirklich vom Jupiter „eingefangen" worden sind, d. h. daß die Anziehung dieses Planeten ihre ursprünglich nahezu parabolischen Bahnen in elliptische mit kurzer Umlaufszeit verwandelt hat. Gegen diese Ansicht spricht allerdings die große Zahl der Kometen der Jupiterfamilie, die weit größer ist, als man der Wahrscheinlichkeit nach erwarten sollte. Der Widerspruch wird aber vielleicht aufgeklärt durch die Vermutung, daß in Wirklichkeit nur wenige Kometen von Jupiter eingefangen worden sind, diese aber, wie man dies schon wiederholt bei Kometen beobachtet hat, unter der Einwirkung von Jupiter und Sonne in mehrere Teile zerfallen sind, die sich dann in getrennten Bahnen bewegen. Die Kometen der Jupiterfamilie haben Umlaufszeiten um die Sonne von drei bis neun Jahren; eine große Anzahl von ihnen ist jedoch nur in einer Erscheinung gesehen und bei ihrer vorausberechneten Wiederkehr nicht aufgefunden worden. Ebenso wie Jupiter haben auch Saturn, Uranus und Neptun ihre Kometenfamilien, welche aber viel weniger zahlreich sind; zu der des Neptun gehört der berühmte Halleysche Komet. Russell hat indessen neuerdings darauf aufmerksam gemacht, daß es fraglich ist, ob die drei äußersten Planeten wirklich diese Kometen eingefangen haben, da die letzteren den Bahnen jener Planeten im allgemeinen nicht hinreichend nahe kommen. Jedenfalls müßten die Annäherungen, die das „Einfangen" zur Folge hatten, zeitlich so weit zurück liegen, daß seitdem die Störungen durch die Planeten die Lage der Kometenbahnen völlig haben verändern können.

Bei einer wiederholten Annäherung eines periodischen Kometen an einen Planeten ist es nun möglich, daß die Anziehung des letzteren die Bahn noch weiter verengert; aber ebensogut kann es auch vorkommen, daß die elliptische Bahn wiederum in eine solche von sehr großer Exzentrizität und Umlaufszeit oder gar in eine hyperbolische verwandelt wird, so daß der Komet sich wieder aus dem Bereich der Planeten entfernt.

Nach den obigen Ausführungen hat man Grund anzunehmen, daß sich alle Kometen ursprünglich in elliptischen Bahnen von sehr großer Exzentrizität bewegt haben. Die Kometen sind demnach als zum Sonnensystem gehörig zu betrachten, und die früher vielfach verbreitete Ansicht, daß sie aus anderen Sternsystemen zu uns kämen, ist nicht haltbar. Gegen die Hypothese des interstellaren Ursprungs der Kometen lassen sich übrigens

auch noch andere Gründe anführen. Da die Sonne, wie wir später sehen werden, sich mit einer Geschwindigkeit von etwa 20 km in der Sekunde durch den Weltraum bewegt, so müßten offenbar, wenn die Kometen nicht zum Sonnensystem gehörten, aus der Richtung, nach welcher sich die Sonne bewegt, mehr Kometen zu kommen scheinen, als aus der entgegengesetzten, geradeso, wie ein Wanderer auf einer belebten Straße viele Menschen treffen wird, die ihm entgegenkommen, während ihn weit weniger überholen werden. Die Statistik der Kometen hat nun aber gelehrt, daß aus der Richtung des Zielpunktes der Sonnenbewegung sogar weniger Kometen zu kommen scheinen als aus der entgegengesetzten, eine Tatsache, die also die oben erwähnte Hypothese widerlegt.

Wenn nun auch nach der heutigen Anschauung die Kometen zum Sonnensystem gehören und sich in Ellipsen um die Sonne bewegen, so unterscheiden sich ihre Bahnen doch durch ihre in der Regel sehr große Exzentrizität wesentlich von denen der Planeten. Unter den rund 400 Kometenbahnen, deren Statistik uns im nächsten Abschnitt beschäftigen wird, hat man nur einige vierzig gefunden, deren Exzentrizität kleiner als 0.95 ist. Die meisten übrigen Bahnen sind, wie schon erwähnt, in ihrem beobachteten Stück nur äußerst wenig von einer Parabel verschieden, oder ein solcher Unterschied ist überhaupt nicht wahrnehmbar, so daß wir über die Umlaufszeit nur aussagen können, daß sie sehr groß sein muß. Selbst bei den in mehreren Erscheinungen beobachteten periodischen Kometen ist die Exzentrizität meist sehr groß; die kleinste, die man bisher gefunden hat, ist 0.4, ein Wert, der nur von der Exzentrizität dreier kleiner Planeten [(719) Albert, (887) Alinda und (944) mit den Exzentrizitäten 0.54, 0.53 und 0.65] übertroffen wird. Endlich muß noch auf einen sehr bemerkenswerten Unterschied zwischen Kometen und Planeten hingewiesen werden, der die Richtung der Bewegung betrifft. Sämtliche Planeten bewegen sich in demselben Sinne um die Sonne; unter den Kometen dagegen gibt es eine große Anzahl, deren Bewegung in entgegengesetztem Sinne vor sich geht wie die der Planeten, und die man daher „rückläufig" nennt. Wir werden hierauf im nächsten Abschnitt noch näher zurückkommen.

Nach diesen Erörterungen darf heutzutage als die wahrscheinlichste Ansicht über die Herkunft der Kometen die gelten, daß sie ihren Ursprung in Ansammlungen von Materie nehmen, welche die Sonne in großer Entfernung auf ihrer Wanderung durch das Weltall begleiten.

3. Statistik der Kometenerscheinungen.

Es war Keplers Meinung, daß die Himmelsräume so voll von Kometen seien, wie das Meer von Fischen, und daß nur ein kleiner Teil von ihnen zur Sichtbarkeit gelange. In der Tat dürfen wir annehmen, daß nur ein

unbedeutender Bruchteil aller überhaupt existierenden Kometen beobachtet wurde. Da ihre Bahnen meist außerordentlich langgestreckt sind, so können die Kometen nur in ihrer Sonnennähe gesehen werden, und da es wahrscheinlich ist, daß die Umlaufszeit bei der großen Mehrheit der bereits beobachteten nach Jahrtausenden zählt, so müßten unsere Beobachtungen noch Jahrtausende lang fortgesetzt werden, bis wir alle die gesehen hätten, die in den Bereich unserer Fernrohre kommen. Ebenso wahrscheinlich ist es, daß die Zahl der Kometen, die wir jemals sehen können, im Verhältnis zur Gesamtzahl sehr gering ist, weil ein Komet gewöhnlich überhaupt nur sichtbar wird, wenn sein Perihel entweder innerhalb der Erdbahn oder doch nur wenig außerhalb derselben liegt.

Die Anzahl der Kometen, die seit Beginn der christlichen Zeitrechnung bis 1800 als dem bloßen Auge sichtbar verzeichnet wurden, geben wir in folgender Tabelle. Die Daten bis zum Ende des 14. Jahrhunderts beruhen fast ausschließlich auf den Angaben chinesischer Chronisten, speziell des Ma Tuan Lin.

Jahre unserer Zeitrechnung	Zahl der Kometen	Jahre unserer Zeitrechnung	Zahl der Kometen
von 1—100	22	von 901—1000	26
„ 101—200	23	„ 1001—1100	36
„ 201—300	44	„ 1101—1200	26
„ 301—400	27	„ 1201—1300	26
„ 401—500	16	„ 1301—1400	29
„ 501—600	25	„ 1401—1500	27
„ 601—700	22	„ 1501—1600	31
„ 701—800	16	„ 1601—1700	12
„ 801—900	42	„ 1701—1800	36

Es sind also seit Christi Geburt bis 1800 fast 500 dem unbewaffneten Auge sichtbare Kometen gezählt worden, so daß durchschnittlich auf alle drei bis vier Jahre einer kommt. Von 1801 bis 1900 waren nach Denning über 80 Kometen ohne Fernrohr sichtbar; daß diese Zahl viel größer ist als in den vorangehenden Jahrhunderten, hat seinen Grund darin, daß der Himmel im 19. Jahrhundert weit eifriger durchforscht wurde als früher. Die meisten unter den mit freiem Auge sichtbaren Kometen des 19. Jahrhunderts waren unscheinbare Objekte, die früher unbemerkt vorübergegangen sein würden. Von 1901 bis 1921 gab es 22 Kometen, die ohne optische Hilfsmittel wahrgenommen werden konnten.

Außer den mit bloßem Auge sichtbaren Kometen hat man seit Erfindung des Fernrohres eine große Anzahl teleskopischer Kometen beobachtet. Jetzt werden fast jedes Jahr mehrere, manchmal bis zu sechs und mehr, Kometen entdeckt, da einige Astronomen auf die Aufsuchung dieser Objekte, vielfach unter Anwendung der Photographie, viel Zeit und Mühe verwenden.

Wegen der großen Zahl der Kometen hat es sich als notwendig erwiesen, eine besondere Bezeichnung für sie einzuführen. So wäre z. B. der erste im Jahre 1923 entdeckte Komet mit 1923a, der zweite mit 1923b usw. zu bezeichnen; in die definitiven Listen der Kometen geht diese Bezeichnung aber nicht über, vielmehr ordnet man in ihnen die Kometen nach der Zeit ihres Periheldurchganges und nennt den ersten Kometen, der im Jahre 1923 durch das Perihel geht, 1923 I, den zweiten 1923 II usw. Da die Reihenfolge der Entdeckungen eine andere sein kann als die der Periheldurchgänge, so braucht Komet 1923a nicht mit Komet 1923I identisch zu sein. Häufig fügt man zu der Bezeichnung des Kometen auch den Namen des Entdeckers hinzu.

Nicht für alle bisher erschienenen Kometen ist es gelungen, die Bahnen mit einiger Genauigkeit zu bestimmen, da namentlich für die älteren unter ihnen die Beobachtungen naturgemäß sehr ungenau und spärlich sind, oft auch ganz fehlen. Für eine statistische Untersuchung der Periheldistanzen konnte Holetschek kürzlich 409 Kometen benutzen, die bis 1917 erschienen und deren Bahnen mit einer für solche Zwecke hinreichenden Genauigkeit bekannt sind; die verschiedenen Erscheinungen ein und desselben periodischen Kometen sind dabei nur einfach gezählt worden. Ordnet man diese Bahnen nach den Periheldistanzen, so erhält man folgende Übersicht:

Periheldistanz	Anzahl
0.00—0.49	92
0.50—0.99	173
1.00—1.49	94
$\geqq$ 1.50	50

Aus dieser Tabelle ersieht man sogleich, daß beträchtlich außerhalb der Erdbahn verhältnismäßig wenige Perihelien liegen. Die größte bekannte Periheldistanz (4 Erdweiten) besitzt der Komet von 1729, der von ganz außergewöhnlicher Größe gewesen sein muß, da er sonst in solcher Entfernung den Fernrohren der damaligen Zeit unerreichbar gewesen wäre. Nächst diesem Kometen besitzen die größten Periheldistanzen die Kometen 1914III (Neujmin) und 1905IV (Kopff), nämlich 3.7 und 3.3 Erdweiten. Die kleinsten bisher beobachteten Periheldistanzen hatten die Kometen 1843I und 1880I mit 0.0055 Erdweiten. Die Mehrzahl der Periheldistanzen ist kleiner als 1, vermutlich aber nur aus dem Grunde, weil, wie schon erwähnt, Kometen mit kleinen Periheldistanzen, als zugleich der Sonne und der Erde nahe, heller sind und uns leichter sichtbar werden, als weiter außerhalb der Erdbahn sich bewegende.

Auch eine statistische Untersuchung über die Neigung der Kometenbahnen bietet Interesse.[1]) Die folgende Tabelle gibt nach Jantzen die Zahl

[1]) Über die Statistik der Exzentrizitäten der Kometenbahnen ist schon im vorigen Abschnitt das Nötige gesagt worden.

der Kometenbahnen von 0° bis 10°, 10° bis 20°, ... Neigung gegen die Ekliptik, und zwar in Prozenten der Gesamtzahl von 395 Bahnen bis 1909 erschienener Kometen. Daneben steht der theoretische Prozentsatz, der zu erwarten wäre, wenn die Bahnebenen zufällig im Raume verteilt wären.

Neigung	Anzahl	Theorie	Neigung	Anzahl	Theorie
0—10°	8.1 %	1.5 %	50—60°	13.2 %	14.3 %
10—20	10.4	4.5	60—70	11.1	15.8
20—30	8.4	7.4	70—80	13.4	16.8
30—40	11.9	10.1	80—90	11.9	17.4
40—50	11.6	12.3			

Die Tabelle läßt sofort erkennen, daß die Bahnen mit kleiner Neigung weit häufiger sind, als man erwarten sollte. Diese Anhäufung der Bahnebenen um die Ebene der Ekliptik läßt sich dadurch erklären, daß Kometen mit geringer Neigung günstigere Sichtbarkeitsbedingungen aufweisen als andere.

In der obigen Tabelle sind die rechtläufigen Kometen von den rückläufigen nicht unterschieden. Man kann letztere dadurch kennzeichnen, daß man ihre Neigungen größer als 90° annimmt, denn es besagt beispielsweise offenbar dasselbe, wenn man angibt, daß ein Komet sich rückläufig in einer Bahn von 20° Neigung gegen die Ekliptik bewegt oder rechtläufig in einer Bahn von 160° Neigung. Es zeigt sich, daß es fast ebenso viele rückläufige als rechtläufige Kometen gibt; von den betrachteten 395 Kometen sind nämlich 209 rechtläufig, 186 rückläufig. Rückläufige Kometen, deren Bahnebenen einen kleinen Winkel mit der Ekliptik bilden (Neigungen von 170° bis 180°), sind verhältnismäßig selten; wir zählen deren nämlich nur 8 unter 395. Die kurzperiodischen Kometen haben fast alle kleine Neigungen. Dies spricht zugunsten der oben gegebenen Erklärung der Herkunft der periodischen Kometen, da Kometen mit geringer Neigung weit mehr Aussicht haben, von einem Planeten „eingefangen" zu werden, als solche mit großer Neigung. Die kurzperiodischen Kometen sind fast alle rechtläufig.

Ordnet man endlich die Kometenbahnen nach den Längen des Perihels, so findet man, daß sich in der Verteilung derselben gewisse Regeln zeigen. Holetschek hat aber bewiesen, daß diese Regeln lediglich auf die verschiedenen Sichtbarkeitsbedingungen von Kometen verschiedener Bahnlage zurückzuführen sind. Man hat früher die Statistik der Bahnelemente der Kometen hauptsächlich in der Hoffnung betrieben, dadurch Beweise für den Ursprung der Kometen im interstellaren Raume zu gewinnen. Diese Hoffnung hat getrogen, und die erwähnten, ungemein wichtigen Untersuchungen Strömgrens haben, wie wir sahen, im Gegenteil bewiesen, daß die Kometen nicht aus dem interstellaren Raum, sondern aus entfernten Regionen des Sonnensystems kommen. Aber selbst wenn man systematische Züge in der Verteilung der Bahnelemente der Kometen hätte feststellen können, die

nicht durch verschiedene Sichtbarkeitsbedingungen u. dgl. ihre Erklärung fänden, so brauchte ein solcher Umstand, wie Strömgren sehr treffend bemerkt hat, keineswegs als ein Zeichen des interstellaren Ursprungs der Kometen gedeutet werden; jede solche Erscheinung könnte vielmehr ebenso gut aus der Annahme abgeleitet werden, daß jene Ansammlungen von Materie, welche die Sonne in großer Entfernung begleiten und den Ursprung der Kometen bilden, ungleichmäßig verteilt sind.

4. Physische Beschaffenheit der Kometen.

Eine Theorie von der physischen Beschaffenheit der Kometen müßte sich, um völlig zu befriedigen, auf solche Eigenschaften der Materie stützen, die wir hier auf der Erde als wesentliche kennen; sie müßte ferner imstande sein, zu zeigen, welche Formen und Verbindungen bekannter Substanzen dazu gehören, um, in Bedingungen versetzt, wie sie im Himmelsraume vorhanden sind, die Erscheinung eines Kometen darzubieten.

Dieses Ziel ist bis jetzt noch nicht annähernd erreicht. Zwar sind zahlreiche Kometentheorien aufgestellt worden, aber die meisten von ihnen erklären entweder einzelne charakteristische Erscheinungen nicht vollständig oder verstoßen gegen bekannte physikalische Gesetze. Mit diesen Hypothesen brauchen wir uns daher nicht näher zu befassen; wir wollen uns vielmehr auf die wenigen Erklärungsversuche beschränken, welche durch die Tatsachen unterstützt werden und somit einige Wahrscheinlichkeit für sich haben.

Die einfachste Form der Kometen haben wir in denjenigen teleskopischen vor uns, welche im Fernrohre das Aussehen eines kleinen, meist ziemlich regelmäßigen Wölkchens ohne deutlichen Kern zeigen. Nun wissen wir, daß eine Masse, die auf der Erde in einer solchen Gestalt erscheint, aus getrennten Teilchen fester oder flüssiger Stoffe besteht, wie z. B. Wolken aus kleinen Partikeln Wasser, Rauch aus Kohlenteilchen. Die äußere Ähnlichkeit der teleskopischen Kometen mit solchen Massen ließe also zunächst für jene auf eine ähnliche Konstitution schließen. Ihr Durchmesser beträgt meist Zehntausende von Kilometern; dabei sind sie aber von so geringer Masse, daß sie nicht den geringsten erkennbaren Einfluß auf die Bewegungen der Himmelskörper ausüben, denen sie etwa nahekommen, und von solcher Durchsichtigkeit, daß man die Sterne ohne Schwächung ihres Lichtes durch sie hindurch sehen kann. Auch wird das Licht der Sterne, selbst wenn sie nicht zentral vom Kometennebel bedeckt werden, nicht aus seiner geradlinigen Richtung abgelenkt; wenigstens ist es bisher nicht gelungen, eine solche Ablenkung mit Sicherheit festzustellen. Durch diese Umstände wird es wahrscheinlich, daß die den Kometen bildende Materie aus diskreten, durch relativ weite Zwischenräume getrennten Partikeln besteht; es ist

natürlich nicht ausgeschlossen, daß sich unter diesen diskreten Teilen auch solche von erheblicher Größe befinden.

Das stärkste Argument zugunsten dieser Ansicht über die Konstitution der einfachsten teleskopischen Kometen liefert die innige Verwandtschaft, die nach allem, was wir jetzt wissen, zwischen den Kometen und den Meteoren besteht, worauf wir noch ausführlicher zurückkommen werden.

Die spektroskopische Untersuchung befindet sich hiermit in vollkommener Übereinstimmung, da das Spektrum der Kometen zunächst ein kontinuierliches ist, im wesentlichen von dem durch die festen Partikelchen reflektierten Sonnenlichte herrührend. Über dieses kontinuierliche Spektrum ist nun aber das charakteristische Bandenspektrum der Kometen (siehe Fig. 171) superponiert, welches im sichtbaren Teile des Spektrums im wesent-

Kometen-Spektrum (schematisch)

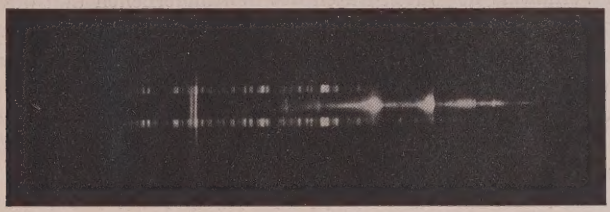
Violett Swan-Spektrum (schematisch). Rot

Fig. 171.

lichen aus drei hellen Banden im Gelb, Grün und Blau besteht, die nach dem Rot zu scharf begrenzt, nach Violett zu dagegen verwaschen erscheinen. Die Wellenlängen der scharfen Kanten dieser Banden sind λ 4737, 5165, 5635. Es hat sich gezeigt, daß das von ihnen gebildete Spektrum identisch ist mit dem sogenannten „Swan-Spektrum", welches von dem blauen Teile der Flamme eines Bunsenbrenners emittiert wird. Über dieses Swan-Spektrum herrschte lange Zeit hindurch eine gewisse Unklarheit, indem man nicht wußte, ob es dem Kohlenstoff selbst, dem Kohlenoxyd oder einem Kohlenwasserstoff angehöre. Früher nahm man meist an, daß es der letztere sei, der das Swan-Spektrum erzeugt; nach dem gegenwärtigen Stande der Forschung aber darf es wohl als ziemlich gewiß hingestellt werden, daß es dem Kohlenmonoxyd zuzuschreiben ist. Die Unsicherheit in der Deutung dieses Spektrums ist dadurch entstanden, daß es bei seiner Erzeugung im Laboratorium schwierig ist, Kohlenstoff, Kohlenwasserstoff und Kohlenoxyd völlig zu trennen. Außer den Swan-Banden sind nun, namentlich seit man die Photographie auf diesem Gebiete angewandt hat, noch andere helle Banden in den Kometenspektren gefunden worden, welche meist dem Kohlenstoff bzw. seinen Verbindungen, besonders dem Zyan (einer Verbindung von

Kohlenstoff und Stickstoff), angehören. Die Kanten der Zyanbanden liegen bei λ 3360, 3590, 3883, 4216 und 4606. Fig. 172 gibt eine auf dem Lowell-Observatorium hergestellte Aufnahme des Spektrums des Kometen 1911V (Brooks) wieder. Das Kometenspektrum ist eingelagert zwischen zwei Vergleichspektren (oben und unten), welche durch Verdampfung von Metallelektroden mit Hilfe eines elektrischen Stromes erhalten sind. Im Kometenspektrum bemerkt man ganz links Kanten von Zyanbanden bei λ 3883 (die beiden hellen, nahe benachbarten Linien), dann folgen nach rechts die drei oben genannten charakteristischen Kohlenmonoxydbanden als helle Knoten. Außerdem sind noch schwächere Linien und Banden sichtbar.

Sehr interessante Wahrnehmungen machte man an den Spektren der Kometen Daniel (1907 IV) und Morehouse (1908 III). Der Kopf beider Kometen zeigte das gewöhnliche, oben geschilderte Kometenspektrum, außerdem aber bemerkte man eine Anzahl von breiten Doppellinien oder besser



Violett Rot

Fig. 172. Spektrum des Kometen 1911 V (Brooks).

Doppelbanden, die namentlich im Spektrum des Schweifes, in welchem die Swan-Banden nicht sichtbar waren, relativ hell leuchteten und sich, besonders beim Kometen Morehouse, bis zu einer Entfernung von mehreren Graden vom Kopfe ab verfolgen ließen. Die Deutung dieser neuen Banden war zuerst unmöglich, und man war daher geneigt, sie einem unbekannten Gase zuzuschreiben, bis es Fowler auf Grund von Laboratoriumsversuchen gelang, das neue Spektrum, welches er wegen seines Vorherrschens im Schweif der beiden genannten Kometen „Schweifspektrum“ nennt, zu erklären. Seine Resultate sind die folgenden: Wenn Kohlenmonoxydgas von hinreichender Dichte leuchtet, so emittiert es das Swan-Spektrum, welches man gewöhnlich am Kopfe des Kometen beobachtet. Bei äußerst niedrigem Druck hingegen liefert Kohlenmonoxyd das erwähnte Schweifspektrum; in der Tat wird ja im Schweif eines Kometen die Gasdichte weit geringer sein als im Kopf. Bei einer Beimischung von etwas Stickstoff und bei hinreichendem Druck zeigen sich, wie man es gleichfalls häufig im Spektrum des Kopfes eines Kometen beobachtet, neben dem Swan-Spektrum die Zyanbanden, dagegen keine Stickstoffbanden. Bei sehr kleiner Dichte aber emittiert dieselbe Gasmischung neben dem Schweifspektrum die Zyanbanden nur äußerst schwach,

dafür aber treten Stickstoffbanden auf; und wirklich fand man im Spektrum des Schweifes des Kometen Morehouse auch Stickstoffbanden, während die Zyanbanden sich nur im Kopfe und seiner unmittelbaren Nähe nachweisen ließen. Das Fowlersche Schweifspektrum ist neuerdings auch bei anderen Kometen beobachtet worden, z. B. bei der jüngsten Erscheinung des Halleyschen Kometen, in dessen Schweif sich übrigens auch reflektiertes Sonnenlicht nachweisen ließ.

Außer dem Gesagten ist über das Spektrum der Kometenschweife so gut wie nichts bekannt, da die meist nur geringe Lichtstärke dieser Objekte ihre spektralanalytische Untersuchung sehr erschwert, so daß man in der Regel gezwungen ist, sich auf die Beobachtung des Spektrums des Kopfes zu beschränken. Die sonstigen Beobachtungen, welche über die Spektren der Schweife vorliegen, stammen meist aus der Frühzeit der spektralanalytischen Forschung und sind daher mancherlei Zweifeln unterworfen.

Das Verhältnis der Intensitäten des kontinuierlichen und des Bandenspektrums ist bei den einzelnen Kometen sehr verschieden. So hatte z. B. der Komet Holmes (1892 III) ein ganz kontinuierliches Spektrum, in dem nur unsicher eine Andeutung der hellsten Swan-Bande gesehen werden konnte. Bei anderen Kometen wieder tritt das kontinuierliche Spektrum ganz gegen das Bandenspektrum zurück. Im allgemeinen werden die Emissionsbanden relativ zum kontinuierlichen Spektrum heller, wenn der Komet sich der Sonne nähert. Es ist, wie erwähnt, kein Zweifel, daß das kontinuierliche Spektrum im wesentlichen einfach durch das von den festen Partikeln des Kometen reflektierte Sonnenlicht zustande kommt, denn es ist gelungen, in ihm die Fraunhoferschen Linien des Sonnenspektrums photographisch festzustellen. Andererseits hat man zuweilen bei plötzlichen Helligkeitszunahmen von Kometen auch ein plötzliches Stärkerwerden des kontinuierlichen Spektrums beobachtet, so daß dieses zum Teil auch in dem Eigenlicht der Kometen seine Ursache haben muß.

Von anderen Eigentümlichkeiten des Kometenspektrums ist noch zu erwähnen, daß bei einigen Kometen in der Nähe des Perihels das Aufleuchten der gelben Natriumlinien beobachtet worden ist, so bei den Kometen 1882 I, 1882 II, 1910 I und bei dem Halleyschen Kometen im Jahre 1910.

Es tritt nun die Frage auf, wie das Vorhandensein von leuchtenden Gasen in den Kometen zu erklären ist. Daß die diskreten Teile, aus denen die Kometen wesentlich bestehen, gleichsam mit einer Atmosphäre umgeben sind, ist ganz unwahrscheinlich. Es ist einleuchtender, anzunehmen, daß diese Teile die Gase eingeschlossen enthalten, und daß letztere erst bei der Annäherung an die Sonne infolge der Erwärmung frei werden. Dieses Freiwerden wird mit größerer Annäherung an die Sonne immer intensiver werden, und wir haben uns dann weiter nur noch vorzustellen, daß die Sonne auch elektrisch erregend auf den Kometen wirkt, um das Leuchten der Gase zu erklären.

Gehen wir auf Erklärungsversuche der Einzelheiten bei solchen Kometen ein, bei welchen die verschiedenen Teile deutlicher ausgeprägt sind, so bieten diese des Rätselhaften genug. Es ist schon oben erwähnt worden, daß der Kern aus einer Materie besteht, welche infolge der Erwärmung durch die Sonne Gase ausscheidet. Der Kopf eines solchen Kometen erscheint bei genauer Betrachtung als aus übereinander liegenden Dunstschichten oder Umhüllungen gebildet, welche ein periodisch wiederkehrendes Aufsteigen erkennen lassen, wobei sie schwächer und undeutlicher in den Umrissen werden, je mehr sie sich vom Kern entfernen, bis sie sich in den äußersten Teilen der Koma verlieren. Diese wechselnd aufsteigenden Massen sind es, welche die früher beschriebenen, oft fächerförmigen Schichten bilden.

Den stärksten Beweis für einen vom Kern des Kometen ausgehenden Verdunstungsprozeß (wenn wir der Kürze wegen einen solchen Ausdruck gebrauchen) liefern die Bewegungen des Schweifes. Es war längst klar geworden, daß dieser nicht ein Anhängsel sein kann, welches der Komet mit sich zieht; denn erstens ist eine Kohäsion nicht möglich bei einer Materie, welche ihre Form beständig ändert und überdies von so geringer Dichtigkeit ist, daß man die kleinsten Sterne durch sie hindurch sehen kann. Dann aber scheint sich auch der Schweif, während der Komet im Perihel die Sonne in rasender Eile umläuft, mit solcher Geschwindigkeit von einer Seite der Sonne zur anderen zu bewegen, daß er unfehlbar auseinanderstäuben müßte und die einzelnen Teilchen in hyperbolischen Bahnen davonfliegen müßten, wenn die Bewegung wirklich vorhanden wäre. Wir müssen demnach schließen, daß der Schweif eine Art Dampfsäule ist, die von dem Kometen aufsteigt wie Rauch aus einem Kamin. Ebenso wie die Rauchwolke, die in diesem Augenblick aus der Esse emporsteigt, nicht dieselbe ist wie die, welche wir eine Minute früher sahen, so sehen wir auch nicht die ganze Zeit ein und denselben Schweif des Kometen, weil die den Schweif bildende Substanz beständig ausströmt und sich beständig aus den dem Kern entsteigenden Massen ersetzt.

Die merkwürdigste Tatsache ist aber nun die, daß die Ausströmung vom Kern eines großen Kometen zunächst in der Richtung gegen die Sonne geschieht, daß aber die ausgeströmte Materie bald, indem sie sich ausbreitet, umbiegt und nun als eigentlicher Schweif eine entgegengesetzte Richtung einschlägt und von der Sonne gleichsam wegfliegt. Verschiedene Hypothesen sind aufgestellt worden, um dieses eigentümliche Verhalten der ausgeströmten Kernmaterie zu erklären, von denen aber erst eine aus neuerer Zeit mit den beobachteten Tatsachen im Einklange steht.

Vor der Zeit Tycho Brahes und Keplers glaubte man im allgemeinen, daß die Kometen nur atmosphärische Lichterscheinungen seien. Erst Tycho bewies, daß sie sich außerhalb der Atmosphäre befinden. Kepler meinte, daß die Bestandteile des Schweifes durch die Einwirkung (Stoß oder Druck)

der Sonnenstrahlen fortgetrieben würden, eine Ansicht, auf die man merkwürdigerweise in neuester Zeit wieder zurückgekommen ist.

Einige ältere Hypothesen zur Erklärung der Kometenschweife können wir hier übergehen, da sie mit den physikalischen Anschauungen unserer Zeit durchaus unverträglich sind. Richtigere Vorstellungen und plausiblere Erklärungsversuche verdanken wir erst Olbers und Bessel. Olbers führte das offenbar bestehende Bestreben der Schweifmaterie, sich vom Kerne wie von der Sonne zu entfernen, auf eine Repulsivkraft sowohl der Sonne wie des Kernes zurück und deutete bereits auf elektrische Anziehungen und Abstoßungen als deren Ursache hin. Bessel wurde durch die genauen Beobachtungen, die er am Halleyschen Kometen anstellte, gleichfalls zur Annahme repulsiver oder polarer (elektrischer) Kräfte geführt. Er entwickelte zuerst für die Bewegung ausströmender Schweifteile eine mathematische Theorie, welche an einer abstoßenden Kraft der Sonne in Beziehung auf die Kometenschweife nicht zweifeln läßt, und gelangte weiter durch den Nachweis, daß die Ausströmung des Halleyschen Kometen in der Bahnebene pendelartige Schwingungen um den Kern gemacht hatte, zu dem Schluß, daß man sich der Annahme einer Polarkraft nicht entziehen könne, welche den einen Halbmesser des Kometen nach der Sonne hin-, den entgegengesetzten von ihr abzuwenden strebe.

Später hat Zöllner im Anschluß an Olbers die Schweifbildung der Kometen durch eine zwischen Sonne und Kometenkern wirksame elektrische Kraft zu erklären gesucht. Wir dürfen von seinen Ansichten, die er in verschiedenen Abhandlungen und dem bemerkenswerten Buche „Über die Natur der Kometen“ niedergelegt hat, sagen, daß sie im allgemeinen die Erscheinungen gut erfassen und deuten. Bredichin endlich ist es gelungen, im Anschluß an die Besselschen und Zöllnerschen Untersuchungen eine Theorie aufzustellen, welche die wichtigsten von den Kometenschweifen dargebotenen Erscheinungen zu erklären vermag.

Wie wir gesehen haben, findet bei der Annäherung des Kometen an die Sonne ein Ausströmen von Materie aus dem Kern in der Richtung nach der Sonne hin statt. Die ausströmenden Teilchen besitzen also eine gewisse Anfangsgeschwindigkeit in dieser Richtung. Bredichin nimmt nun an, daß die Sonne auf diese Partikeln eine Repulsivkraft ausübt, welche umgekehrt proportional dem Quadrate der Entfernung wirkt; das Wesen dieser Kraft läßt Bredichin zunächst unerörtert, ebenso wie wir ja auch über das Wesen der Gravitation keinerlei Voraussetzungen machen und trotzdem ihre Wirkungen mit großer Genauigkeit berechnen können. Außer der Repulsivkraft wirkt auf die ausgeschleuderten Teilchen, ebenso wie auch auf den von der Repulsivkraft nicht beeinflußten Kern des Kometen, die Anziehung der Sonne. Es ist nun leicht einzusehen, daß die Teilchen, welche sich anfangs auf die Sonne zu bewegen, infolge der Repulsivkraft allmählich umkehren

und sich von dem Kern in entgegengesetzter Richtung entfernen werden: sie bilden den Schweif. Derselbe wird im Innern hohl sein, wodurch sich die früher erwähnte Erscheinung erklärt, daß bei den helleren Kometen die Mitte des Schweifes dunkler als seine Ränder ist. Die Stärke der Repulsivkraft wird bestimmend auf Richtung und Form des Schweifes einwirken, und umgekehrt wird man aus Richtung und Form des Schweifes die Größe der Repulsivkraft berechnen können. Dies hat Bredichin für eine große Anzahl von Kometen (etwa 50) getan und ist dabei zu sehr bemerkenswerten Resultaten gelangt. Er hat nämlich gefunden, daß sich alle beobachteten Kometenschweife in drei Typen klassifizieren lassen. Bei dem I. Typus ist die Repulsivkraft 18mal so groß als die Anziehung der Sonne an der betreffenden Stelle des Raumes, bei dem II. Typus 0.5 bis 2.2mal, beim III. Typus 0.1 bis 0.3mal so groß. Eine Ausnahmestellung nehmen die Schweife einiger weniger Kometen ein, bei denen die Repulsivkraft etwa 36mal so groß ist als die Anziehung; Bredichin rechnet diese mit zum I. Typus.

Die drei Schweiftypen scheinen ziemlich gleich häufig vorzukommen, doch ist die Anzahl der bisher beobachteten Schweife vom III. Typus geringer als die der Schweife vom I. und II. Typus; dies erklärt sich wahrscheinlich dadurch, daß die Schweife vom III. Typus stets ziemlich schwach sind und sich daher leicht der Beobachtung entziehen.

Für die Anfangsgeschwindigkeit, mit welcher sich die Teilchen zuerst vom Kern aus nach der Sonne hin bewegen, ergeben sich nach Bredichin folgende Werte:

Beim	I.	Typus	3	km	bis	10	km	in	der	Sekunde
„	II.	„	0.9	„	„	2	„	„	„	„
„	III.	„	0.3	„	„	0.6	„	„	„	„

Sowohl die Werte dieser Anfangsgeschwindigkeiten als auch die Verschiedenheiten in der Größe der Repulsivkraft führen zu der Vermutung, daß die Schweife vom I. Typus aus dem leichtesten Stoffe, die vom II. und III. Typus aus schwereren Stoffen bestehen. Bredichin nimmt an, daß die Repulsivkraft umgekehrt proportional dem Molekulargewicht der betreffenden Teilchen sei, und folgert, daß die Schweife vom I. Typus aus Wasserstoff, die vom II. aus Kohlenstoffgasen, Natrium usw., die vom III. endlich aus den schweren Elementen, z. B. Eisen, bestehen. (Die seltenen Schweife vom ersten Typus, in denen die Repulsivkraft 36mal so groß ist als die Gravitation, bestehen nach Bredichins Ansicht vielleicht aus einem unbekannten Gase, das noch leichter als Wasserstoff ist, eine Hypothese, die man wohl kaum gelten lassen wird.) Wenn auch die spektroskopische Bestätigung dieser Ansichten noch aussteht, so hat doch andererseits die spektroskopische Beobachtung bisher zu keinem Widerspruch gegen Bredichins Theorie geführt. Neuerdings hat man aber in den Schweifen einiger Kometen sehr viel größere

Repulsivkräfte nachgewiesen, als Bredichin sie konstatiert hatte. Namentlich fanden Kopff und Eddington, daß man, um gewisse beim Kometen Morehouse beobachtete Phänomene nach der Bredichinschen Theorie zu erklären, ganz enorme von der Sonne ausgehende Repulsivkräfte annehmen müsse, die die Anziehungskraft mehrere tausendmal übertreffen.

Was Form und Richtung der Schweife angeht, so sind die vom I. Typus ziemlich gerade und schmal und liegen nahezu in der Richtung des verlängerten Radiusvektor; die vom II. Typus sind kürzer, stärker gebogen und stärker vom Radiusvektor abgelenkt; die vom III. Typus endlich weichen noch mehr vom Radiusvektor ab und sind meist nur sehr kurz und schwach.

In den Schweifen vieler Kometen haben sich wolkenähnliche Verdichtungen der leuchtenden Materie gezeigt, die sich allmählich vom Kerne immer weiter entfernten. Bredichin erklärt sie dadurch, daß er annimmt, die Ausströmungen aus dem Kerne nach der Sonne hin seien zu Zeiten besonders stark gewesen. Die Geschwindigkeiten, mit denen diese Verdichtungen sich vom Kerne fortbewegen, sind in Übereinstimmung mit Bredichins Theorie meist durchaus nicht besonders groß. Da die abstoßende Kraft der Sonne ständig auf die Materie der Kometenschweife wirkt, so muß die Geschwindigkeit der Bewegung vom Kern fort mit wachsender Entfernung von letzterem allmählich zunehmen. Dies ist auch tatsächlich der Fall. In der folgenden Tabelle sind als Beispiel die Geschwindigkeiten von Verdichtungen im Schweif des Halleyschen Kometen nach Messungen von H. D. Curtis auf der Lick-Sternwarte im Jahre 1910 gegeben. Die Entfernungen vom Kern sind in Einheiten der mittleren Entfernung der Erde von der Sonne, die Geschwindigkeiten in Kilometern pro Sekunde ausgedrückt.

Entfernung vom Kern	Geschwindigkeit	Entfernung vom Kern	Geschwindigkeit
0.003	5 km	0.027	38 km
0.004	13 „	0.044	70 „
0.010	19 „	0.071	72 „
0.015	32 „	0.090	91 „
0.019	35 „		

Da es sich hier um zum Teil schwierige Messungen handelt, so können die einzelnen Zahlen ziemlich unsicher sein. Auch hat man gefunden, daß die Geschwindigkeiten der Verdichtungen in den Kometenschweifen durchaus nicht so einfach verlaufen, als wenn die Beschleunigung ganz allein durch eine von der Sonne ausgehende Repulsivkraft hervorgebracht würde; es mögen dabei mancherlei störende Ursachen mitwirken. Eine gewisse Unstimmigkeit mit der Bredichinschen Theorie ist hier nicht zu verkennen, und diese Unstimmigkeit ist nicht die einzige geblieben.

Untersuchungen von Kopff in Heidelberg über den Kometen Daniel (1907 IV) zeigen nämlich, daß gewisse geradlinige Schweifstrahlen bei diesem

Kometen sich nicht durch die Bredichinsche Theorie erklären lassen, daß also eine Repulsivkraft der Sonne allein zur Darstellung der Schweiferscheinungen nicht hinreichend ist. Kopff ist der Ansicht, daß dem Kometenkopfe selbst eine abstoßende Kraft zuzuschreiben ist. Die beobachtete Repulsivkraft würde also zum Teil von der Sonne, zum Teil von dem Kometenkopfe herrühren. Es ist aber keineswegs gesagt, daß nun die ganze Bredichinsche Theorie unhaltbar ist, sondern nur, daß wir neben ihr noch andere Hypothesen zu Hilfe nehmen müssen, um alle die verwickelten Vorgänge zu deuten, die wir an den Kometen wahrnehmen. Ungeachtet dieser Einschränkungen leistet die Bredichinsche Theorie sehr viel, und selbst komplizierte Phänomene, welche man bei einigen Kometen beobachtet hat, haben durch sie ihre einfache Deutung gefunden. Als Beispiele hierfür erwähnen wir die einem γ ähnliche Form der Schweife einiger Kometen, die wellige Form bei anderen, ferner die sechs Schweife des Kometen von 1744.

Das Wesen der von der Sonne ausgehenden Repulsivkraft ist, wie schon erwähnt, für die ganze Bredichinsche Theorie zunächst nur von nebensächlicher Bedeutung; natürlich aber ist es von höchstem Interesse, eine Vorstellung davon zu gewinnen. Bredichin selbst sah die Kraft für eine elektrische an, ohne jedoch auf diese Ansicht besonderes Gewicht zu legen. In neuerer Zeit ist man geneigt, nach Arrhenius auch den sogenannten „Lichtdruck" zur Erklärung heranzuziehen. Es üben nämlich die von der Sonne ausgehenden Strahlen auf jeden Körper, den sie treffen, einen gewissen Druck aus. Für Körper von meßbaren Dimensionen ist dieser Lichtdruck verschwindend klein im Verhältnis zur Anziehung der Sonne. Je kleiner aber der Körper ist, desto größer ist das Verhältnis des Lichtdruckes zur Anziehung. Hat der Körper z. B. einen Durchmesser von 0.0015 mm, so halten sich Schwerkraft und Lichtdruck das Gleichgewicht. Bei Durchmessern von 0.00007 mm bis 0.0015 mm ist der Lichtdruck größer als die Schwerkraft und zwar bis 18mal so groß, eine Zahl, die der normalen Abstoßungskraft beim I. Typus der Kometenschweife entspricht. Ist endlich der Durchmesser des Körpers noch kleiner als 0.00007 mm, so überwiegt wieder die Schwerkraft. Die angegebenen Zahlen, welche Untersuchungen von Schwarzschild entnommen sind, gelten streng nur für Licht, welches ungefähr die Wellenlänge der Natriumlinien hat, und für Körper von dem spezifischen Gewichte des Wassers.

Es liegt hiernach sehr nahe, die Bredichinsche Repulsivkraft einfach mit dem Lichtdruck zu identifizieren, zumal da die wirkliche Existenz des Lichtdruckes auch experimentell festgestellt worden ist, und zwar auch für Gase. Andererseits machen aber manche Erscheinungen, namentlich die Leuchtvorgänge, bei den Kometen die Wirksamkeit elektrischer Kräfte wahrscheinlich, und es ist auch abzuwarten, ob nicht die in den letzten Jahrzehnten angestellten Forschungen über Radioaktivität und ähnliche Erscheinungen

modifizierend auf unsere Vorstellungen über die in den Kometen auftretenden Kräfte wirken werden. Scheinbar gegen Bredichins Anschauungen sprechen die anomalen Schweife mancher Kometen, die auf die Sonne zu gerichtet und übrigens immer nur kurz sind. Bei diesen müßte die Repulsivkraft gleich Null sein. Hierfür läßt sich aber leicht eine Erklärung finden; z. B. braucht man bei Zugrundelegung der Lichtdruckhypothese nur anzunehmen, daß die Partikeln, welche die anomalen Schweife bilden, hinreichend groß sind, da dann kein oder doch nur ein äußerst kleiner Lichtdruck stattfindet.

Eine scheinbar notwendige Folge des beständigen „Verdampfens" bei Schweifkometen (wenn wir der Kürze wegen diesen Ausdruck beibehalten, ohne indessen damit die Identität mit dem Verdampfen irdischer Substanzen behaupten zu wollen) ist, daß diese Körper beständig an Masse, wenigstens an schweifbildenden Gasen, verlieren müssen, wenn sie sich in der Nähe der Sonne befinden. Diese Folgerung wird durch die Tatsache bekräftigt, daß kein Komet von sehr kurzer Periode einen beträchtlichen Schweif besitzt, was sich dadurch erklären würde, daß der Stoff, woraus einst der Schweif gebildet war, sich im Laufe der Zeiten verflüchtigte. Allerdings hat nach Untersuchungen von Holetschek der Halleysche Komet seit seiner Erscheinung von 1607 nicht an Helligkeit abgenommen, und ebensowenig der Enckesche Komet seit 1805, bei welchem aber die Schweifentwicklung etwas zurückgegangen zu sein scheint. Bei einigen periodischen Kometen ist nach Holetschek eine Helligkeitsabnahme nachweisbar, und jedenfalls hat bei keinem dieser Objekte eine Helligkeitszunahme stattgefunden. Es ist auch gar nicht nötig, bei den periodischen Kometen eine schnelle Helligkeitsabnahme vorauszusetzen, denn die zur Erzeugung des mächtigsten Schweifes erforderliche Masse ist so gering, daß ein Komet sie vielmals verlieren könnte, ohne erheblich kleiner zu werden. Dieses beständige Aufzehren von Stoff liefert einen neuen Beweis für die Richtigkeit der Annahme, die periodischen Kometen seien im allgemeinen von den Planeten „eingefangen" worden. Wäre z. B. ein Komet wie der Halleysche schon seit Millionen von Jahren periodisch und schon Hunderttausende von Malen in die Sonnennähe gekommen, so müßten seine vergänglichen Bestandteile längst verschwunden sein.

Die Untersuchungen über die Masse und Dichtigkeit der Kometen haben im allgemeinen noch zu wenig befriedigenden Resultaten geführt. Wir haben gesehen, daß die teleskopischen Kometen wahrscheinlich aus Wolken von einzelnen Partikeln bestehen und mit einiger Gewißheit darf man schließen, daß selbst der Kern größerer Kometen die gleiche Beschaffenheit besitzt, also ein Aggregat diskreter Teile ist. Für diese Ansicht spricht die Tatsache, daß bei ein und demselben Kometen die scheinbare Größe des Kernes oft bedeutenden Veränderungen unterworfen ist, daß er daher nicht

bis zu seinen scheinbaren Grenzen ein fester Körper sein kann. Ferner ist die obige Annahme vollkommen im Einklange mit dem Umstande, daß selbst bei sehr großen Annäherungen von Kometen an Planeten eine störende Wirkung auf letztere oder auf deren Monde nicht hat nachgewiesen werden können, so daß also die Masse der Kometen sehr gering sein muß. Schließlich hat man schon zu verschiedenen Malen ein Zerfallen des Kernes in mehrere Teile beobachtet, z. B. bei dem Kometen 1882 II. Die Ursache eines solchen Vorganges liegt in der Verschiedenheit der Anziehung der Sonne oder eines Planeten auf die verschiedenen Teile des Kometen. Die Teilung geht zuweilen so weit, daß zwei oder mehrere Kometen aus einem entstehen, wofür wir bei der Besprechung der einzelnen interessanten Kometen Beispiele kennen lernen werden. Die Teilkometen können sich infolge der Anziehung von Sonne und Planeten unter Umständen immer weiter voneinander entfernen, die Elemente ihrer Bahnen werden aber in der Regel einander ähnlich bleiben. Auf solche Weise denkt man sich die sogenannten „Kometensysteme" entstanden, d. h. Gruppen von Kometen, welche sehr ähnliche Bahnen durchlaufen, aber trotzdem weit voneinander entfernt sind. Das bekannteste Kometensystem besteht aus den Kometen 1668, 1680, 1843 I, 1880 I und 1882 II. Auf die mutmaßliche Bedeutung der Teilungsvorgänge für die „Kometenfamilien" haben wir schon früher hingewiesen.

Häufig wird die Frage nach den Folgen des Zusammentreffens eines Kometen mit der Erde aufgeworfen. Darauf kann zunächst erwidert werden, daß Art und Stärke der Wirkung wesentlich von der Gattung, der der Komet angehört, wie von dem Teile, der mit der Erde in Berührung käme, abhängen würde. Durch den Schweif auch des größten Kometen könnte letztere hindurch gehen, ohne den geringsten Schaden zu nehmen, denn der Schweif ist, wie wir sahen, von außerordentlich geringer Dichte. Ein solcher Durchgang der Erde durch einen Kometenschweif hat in der Tat im Jahre 1861 stattgefunden, und vielleicht ist die Erde auch im Mai 1910 durch einen Teil des Schweifes des Halleyschen Kometen gegangen. Schwarzschild hat unter plausiblen Annahmen berechnet, daß, wenn ein Durchgang durch den Hauptschweif stattgehabt hätte, die Erde während desselben höchstens 250000 kg Materie aufgefangen haben würde, eine Menge, die verschwindend genannt werden kann, wenn man die weite Verteilung über die Erdoberfläche in Betracht zieht. Der Durchgang durch einen teleskopischen Kometen würde wahrscheinlich nur von einem Meteorschauer begleitet sein, ungleich glänzender noch als irgendeiner der bisher verzeichneten, und es wäre damit keine ernstere, als die aus einem Meteorfall entstehende Gefahr verbunden. Ein Zusammenstoß aber mit dem Kern eines großen Kometen dürfte vielleicht eine bedenklichere Sache sein, denn selbst wenn der Kern nicht eine feste Masse, sondern nur eine Wolke von diskreten Teilen ist, unter denen sich immerhin einige größere befinden könnten, würden die Folgen unter

Umständen sehr verhängnisvoll sein. Jedoch ist die Wahrscheinlichkeit eines solchen Ereignisses so gering, daß sie nicht das leiseste Unbehagen zu verursachen braucht; ist doch die Erde im Vergleich mit dem Himmelsraum so winzig, daß eher ein Blinder, der aufs Geratewohl eine Flinte in die Luft abfeuert, einen Vogel treffen könnte, als daß ein Zusammenstoß unseres Planeten mit einem Kometenkerne erfolgt.

5. Periodische und sonstige interessante Kometen.

Im folgenden sollen nach einigen allgemeinen Bemerkungen über periodische Kometen einzelne Kometen etwas ausführlicher beschrieben werden, welche entweder durch die Mächtigkeit ihrer Erscheinung oder durch besonders interessante physikalische Phänomene oder aber durch ihre periodische Wiederkehr ein allgemeineres Interesse beanspruchen.

Daß ein wesentlicher Unterschied zwischen den sogenannten periodischen und den anderen Kometen vermutlich nicht besteht, geht schon aus dem früher Gesagten hervor. Es ist vielmehr wahrscheinlich, daß alle Kometen kurzer Umlaufszeit ihre engen Bahnen durch die Einwirkung eines der großen Planeten erhalten haben, und daß sie sich ursprünglich in nahezu parabolischen Bahnen bewegten. Das merkwürdigste Beispiel für diese Veränderungen, welche eine Kometenbahn durch solche Ursache erleiden kann, bietet der Lexellsche Komet von 1770. Genaue Untersuchungen ergaben nämlich, daß er dem Jupiter im Jahre 1767 sehr nahe gekommen und durch ihn in eine wenig exzentrische Bahn von $5\frac{1}{2}$ Jahren Umlaufszeit gezwungen war; in ihr bewegte er sich nun 12 Jahre. 1779 aber kam er diesem mächtigen Planeten wiederum so nahe, daß seine Bahn aufs neue gänzlich umgestaltet und zu einer, wie anfangs, sehr exzentrischen wurde. Übrigens hatte er seinerseits nicht die geringste Wirkung, weder auf die Bahnen der Jupitertrabanten, welche er bei der zweiten Annäherung tatsächlich durchkreuzte, noch auf die Erde, der er gleichfalls sehr nahe kam, so daß Laplace daraus auf eine Masse von weniger als $^1/_{5000}$ der Erdmasse schloß.

Je größer sich die Umlaufszeit eines Kometen herausstellt, um so unsicherer ist sie natürlich bestimmt, oder um so fraglicher darf es erscheinen, ob das beobachtete Stück der Bahn überhaupt merklich von einer Parabel abweicht. Bei den Kometen von weniger als 100 Jahren Umlaufszeit ist dieselbe im allgemeinen schon viel sicherer bekannt, doch ist sie immerhin noch mehr oder weniger zweifelhaft bei denjenigen, welche erst in einer Erscheinung beobachtet worden sind. Es sind dies die folgenden[1]):

[1]) Wenn ein Beobachter mehrere periodische Kometen entdeckt hat, so werden sie zur Unterscheidung gewöhnlich mit Nummern versehen, z. B. Tempel_1, Tempel_2 usw.

Komet		Umlaufszeit	Komet		Umlaufszeit
1846 IV	de Vico	75.7 Jahre	1892 V	$Barnard_2$	6.5 Jahre
1867 I	Stephan	40.1 „	1909 IV	Daniel	6.5 „
1866 I	Tempel	33.2 „	1890 VII	Spitaler	6.4 „
1913 III	$Neujmin_1$	17.6 „	1916 I	Taylor	6.4 „
1846 VI	Peters	13.4 „	1783	Pigott	5.9 „
1889 VI	$Swift_1$	8.9 „	1894 IV	$Swift_2$	5.9 „
1881 V	$Denning_1$	8.7 „	1770 I	Lexell	5.6 „
1906 VI	Metcalf	8.2 „	1886 IV	$Brooks_1$	5.6 „
1894 I	$Denning_2$	7.4 „	1916 II	$Neujmin_2$	5.5 „
1895 II	$Swift_3$	7.2 „	1884 II	$Barnard_1$	5.4 „
1918 III	Schorr	6.7 „	1819 IV	Blanpain	5.1 „
1743 I	Grischow	6.7 „	1922 b	Skjellerup	5.1 „
1858 III	Tuttle	6.6 „	1766 II	Helfenzrieder	4.5 „
1896 V	$Giacobini_1$	6.6 „			

Für die 25 periodischen Kometen, die in mehr als einer Erscheinung beobachtet und deren Umlaufszeiten daher mit Sicherheit bekannt sind, findet sich eine Tabelle der Bahnelemente im Anhang (Elemente und Verzeichnisse). Von ihnen hat sich der Bielasche gänzlich aufgelöst (siehe S. 458ff.). Auch Komet $Tempel_1$, der 1879 zum ersten Male beobachtet worden ist, muß wohl definitiv als verloren angesehen werden und ebenso der Komet Brorsen, der gleichfalls 1879 zuletzt gesehen wurde, vielleicht aber mit dem Kometen 1894 I Denning identisch ist.

Der Halleysche Komet. Im August 1682 erschien am nördlichen Himmel ein auffallender Komet, dessen Bahn, wie Halley nachwies, eine so große Ähnlichkeit mit der eines im Jahre 1607 beobachteten Kometen zeigte, daß an einer Identität beider, trotz der relativ kurzen Sichtbarkeitsdauer des späteren von nur einem Monat, kaum gezweifelt werden konnte. Der Verlauf beider Bahnen war nach der Rechnung in der Tat so nahe derselbe, daß sie für das bloße Auge als ein und dieselbe Kurve erschienen wären, hätte man sie an den Himmel zeichnen können. Die Wahrscheinlichkeit andererseits, daß zwei verschiedene Kometen sich in ein und derselben Bahn bewegen sollten, war für die damalige Anschauung äußerst gering, und so war Halley zur Annahme der Identität beider Kometen berechtigt. Danach lief der Komet also in einer langgestreckten Ellipse in ungefähr 75 Jahren um die Sonne. Dieser Umlaufszeit entsprechen nun in der Tat noch mehrere Kometenerscheinungen; denn es finden sich sowohl 1531 als 1456 Kometen erwähnt, die allem Anschein nach dieselbe Bahn beschrieben[1]). Auch noch vor 1456 finden wir, der Umlaufszeit von etwa 75½ Jahren entsprechend, Kometenerscheinungen notiert, und es ist den beiden Engländern Crommelin und Cowell gelungen, den Nachweis zu führen,

[1]) Die oft wiedergegebene Erzählung, daß Papst Calixtus III. gegen den Kometen von 1456 eine Bulle erlassen habe, beruht auf Erfindung, wie neuere Untersuchungen von J. Stein zweifelsfrei festgestellt haben.

daß sich der Komet mit Sicherheit lückenlos bis zum Jahre 187 v. Chr., im ganzen über 27 Erscheinungen, zurückverfolgen läßt; außerdem ist auch die Erscheinung im Jahre 240 v. Chr. beobachtet worden.

Für Halley genügten indessen schon die vier seit 1456 beobachteten Erscheinungen, um die Wiederkehr des Kometen für das Jahr 1758 vorherzusagen. Die lange Frist bis dahin ließ den Mathematikern Zeit, die Bewegung des Kometen zu untersuchen, und die inzwischen fest begründete Gravitationstheorie zeigte, wie verfahren werden mußte: es war notwendig, die Wirkung der Anziehungskraft der größeren Planeten auf die Bewegung des Kometen während voller 76 Jahre zu berechnen. Diese große Arbeit vollbrachte Clairaut, welcher fand, daß infolge der Anziehung des Jupiter und des Saturn das Wiedererscheinen des Halleyschen Kometen um etwa 618 Tage verzögert werden und er daher sein Perihel nicht vor Mitte April 1759

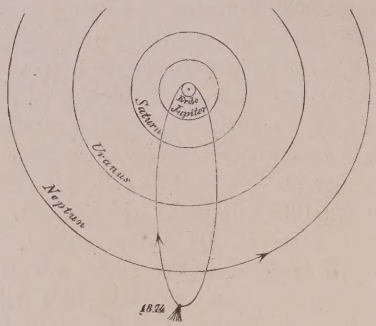


Fig 173.

erreichen würde. Clairaut schätzte die Unsicherheit dieses Resultats für nicht größer als ungefähr einen Monat, und in der Tat erschien der Komet Ende 1758 und passierte sein Perihel am 12. März 1759. Bis zur nächsten Erscheinung, die 1835 erwartet werden durfte, waren die Rechnungsmethoden so vervollkommnet worden, daß der Einfluß der Planetenattraktion auf die Bewegung des Kometen viel genauer und dabei leichter als früher bestimmt werden konnte. Zwei Deutsche, Rosenberger und Lehmann, und zwei Franzosen, Damoiseau und Pontécoulant, unternahmen unabhängig voneinander die Berechnung der Wiederkehr. Damoiseau gab als Zeit des Periheldurchganges den 4. November 1835 an, Pontécoulant, der seinen Rechnungen genauere Planetenmassen zugrunde legte, fand dafür den 13., Rosenberger in naher Übereinstimmung den 11. November. Am 5. August 1835 wurde der Komet zuerst gesehen, und am 16. November, nur drei Tage nach Pontécoulants Angabe, passierte er sein Perihel. Er konnte noch bis Mitte Mai 1836 verfolgt werden, verschwand aber dann auch für die mächtigsten Fernrohre damaliger Zeit. Rechnerisch konnte man ihm indessen

beinahe ebenso sicher folgen, als wenn er sich im Bereich der Instrumente befunden hätte, und so wußte man, daß er 1873 den entferntesten Punkt seiner Bahn, der noch außerhalb der Neptunbahn liegt, erreichte und sich seitdem auf dem Rückwege befand. Vorstehende Fig. 173 gibt seine Bahn und seine Stellung in ihr im Jahre 1874 an. Aus der Richtung der Pfeile ersieht man, daß der Halleysche Komet rückläufig ist.

Um die Zeit des nächsten Periheldurchganges, welchen Pontécoulant für Mitte Mai 1910 vorausgesagt hatte, genau zu ermitteln, mußte der Einfluß sämtlicher größerer Planeten berechnet werden, und dies kostete diesmal erheblich mehr Mühe als früher. Als Clairaut die Erscheinung für 1759 berechnete, war Saturn der äußerste bekannte Planet; vor der Wiederkehr 1835 war Uranus hinzugetreten und in Rechnung zu ziehen; jetzt mußte auch noch die Wirkung des Neptun berechnet werden.

Die schwierige Aufgabe wurde von Cowell und Crommelin in mustergültiger Weise gelöst. Mit begreiflicher Spannung wurde das Erscheinen des Kometen erwartet. Am 11. September 1909 wurde er von Wolf in Heidelberg aufgefunden, nur 24^s in Rektaszension und $4'$ in Deklination von dem Orte entfernt, den die Ephemeride von Cowell und Crommelin ihm zuschrieb. Nachträglich wurde der Komet dann sogar noch auf einer auf der Sternwarte zu Helwan am 24. August aufgenommenen photographischen Platte nachgewiesen. Das Perihel passierte er am Morgen des 20. April, drei Tage später, als die Berechnung ergeben hatte. Die weitere Bewegung des Kometen verlief dann so, daß er am Morgen des 19. Mai an der Sonnenscheibe vorüberziehen und die Erde bei dieser Gelegenheit den Schweif des Kometen passieren mußte, falls derselbe eine Länge von wenigstens 24 Millionen Kilometer besaß (so groß war in der betreffenden Zeit die Entfernung des Kometenkerns von der Erde) und nicht zu stark gekrümmt war. Während des Vorüberganges über die Sonnenscheibe, der etwa eine Stunde dauerte, war von dem Kometen trotz sorgfältigster Beobachtung nichts zu sehen; er war also so durchsichtig, daß er auf das Sonnenlicht keine merkliche Absorption auszuüben vermochte. Die Entwicklung des Schweifes war während des ganzen Monats Mai enorm. (Am 20. betrug seine scheinbare Länge am Himmel 150^0, die lineare Ausdehnung 30 Millionen Kilometer; er konnte aber in seiner vollen Schönheit nur von günstig gelegenen Orten aus gesehen werden.) Ein Durchgang der Erde durch den Hauptschweif scheint indessen nicht stattgefunden zu haben. Dieser war nämlich in der Bahnebene des Kometen so stark gekrümmt, daß die Teile, mit denen die Erde eventuell in Berührung kommen konnte, erst etwa $2\frac{1}{2}$ Tage nach der am 19. Mai erfolgten Konjunktion in die Nähe der Erde gelangten. Zu dieser Zeit befand sich aber die Erde bereits mehr als 2 Millionen Kilometer südlich von der Bahnebene des Kometen, so daß der Schweif, der in dieser Entfernung vom Kern einen Durchmesser von ungefähr 2 Millionen Kilometer besaß, in einem Abstande von rund 1 Million Kilometer

an der Erde vorbeiging. Wohl aber ist es möglich, daß ein schwacher Nebenschweif, der nahezu in der Verlängerung der Linie Sonne-Komet lag, am Abend des 19. Mai die Erde berührt hat. Irgendwelche Begleiterscheinungen eines eventuellen Durchganges sind nicht bemerkt worden. An einigen Orten wurden zwar am 19. und 20. Mai auffallende Dämmerungs- und Lichterscheinungen beobachtet, da dieselben aber an anderen, sehr günstig gelegenen Stationen nicht gesehen worden sind, so ist es wohl kaum erlaubt, sie dem Kometenschweife zuzuschreiben. Fig. 174 gibt eine auf dem Lowell-Observatorium am 13. Mai angefertigte Aufnahme des Halleyschen Kometen wieder. (Der helle Stern am rechten Rande ist die stark überexponierte Venus.)

Der Halleysche Komet konnte, zuletzt allerdings nur mit den kräftigsten Instrumenten, bis zum Juni 1911 verfolgt werden, so daß sich die Beobachtungen im ganzen über 21 Monate erstreckten und eine sehr genaue Festlegung seines diesmaligen Laufes gestatteten.

Der Bielasche Komet. Nichts zeigt deutlicher den Unterschied zwischen Kometen und anderen Himmelskörpern, als die tatsächliche Auflösung eines Kometen. Im Jahre 1826 entdeckte ein Österreicher, Biela, einen teleskopischen Kometen, der bald als periodisch und als identisch mit einem im Jahre 1772 und Ende 1805 beobachteten erkannt wurde. Obwohl seine Umlaufszeit, wie die Rechnung bald ergab, nur $6^3/_4$ Jahre betrug, war er doch in so kurzen Zwischenräumen, wegen ungünstiger Stellung zur Erde, nicht beobachtet worden. Auch nach 1826 vollendete er mehrere Umläufe, ohne gesehen zu werden; erst bei der dritten Erscheinung, Ende 1845, wurde er wieder beobachtet. Anfangs zeigte er nichts Auffallendes, Ende Dezember 1845 aber gingen sehr sonderbare und bis dahin, wie es scheint, nie wahrgenommene Veränderungen mit ihm vor. Der Komet teilte sich nämlich in zwei Komponenten von ungleichem Glanze und Aussehen. Der kleinere Komet nahm im Februar 1846 erst an Größe zu, bis er dem andern gleichkam; dann aber wurde er kleiner und schwächer und verschwand im März gänzlich, während der andere einen vollen Monat länger verfolgt werden konnte. Die scheinbare Entfernung beider Teile wuchs von 2′ (Mitte Januar) bis über 9′ (Anfang März); die wahre betrug Mitte Januar 45, Mitte Februar 49, Ende März nur 43 Erdhalbmesser, variierte also zwischen 274000 und 313000 Kilometern.

Die nächste Wiederkehr des Kometen, 1852, wurde mit der größten Spannung erwartet. Er wurde zuerst im August sichtbar, und zwar geteilt; aber die Distanz beider Teile hatte sich inzwischen bis zu 378 Erdhalbmessern oder 2411000 Kilometern vergrößert und nahm im Laufe des September noch um 30 Erdhalbmesser zu. An Helligkeit übertrafen beide Komponenten sich wechselweise, so daß man nicht unterscheiden konnte, welche von beiden den Hauptkometen repräsentierte. Ende September 1852

Fig. 174. Der Halleysche Komet, 1910 Mai 13.
Nach einer Aufnahme auf dem Lowell-Observatorium.

kamen sie außer Sehweite und sind seitdem nicht wieder gesehen worden. Der Komet hätte in den Jahren 1859, 1865 und 1872 durch das Perihel gehen müssen. Das erste Mal stand er gegen die Erde zu ungünstig, um gesehen werden zu können; 1865 konnte man ihn nicht finden, schrieb dies aber seiner ziemlich großen Entfernung zu.. Als er aber auch 1872, wo die Stellung zur Erde außerordentlich günstig war, nicht erschien, mußte man annehmen, daß er verschwunden sei, d. h. daß er sich aufgelöst habe. Einige an sich unsichtbare Fragmente bewegten sich indessen noch in der Kometenbahn, und auf diese sind mit einer an Gewißheit grenzenden Wahrscheinlichkeit der bekannte Sternschnuppenfall vom 27. November jenes Jahres, sowie diejenigen vom 27. November 1885 und 23. November 1892 zurückzuführen, wie späterhin näher auseinandergesetzt werden wird. Gleich nach dem Meteorfall des Jahres 1872 fand allerdings Pogson auf eine telegraphische Aufforderung von Klinkerfues hin in Madras ein kometenähnliches Objekt, das ein Fragment des Bielaschen Kometen sein konnte. Aber dieses Objekt war um zwei Monate hinter dem berechneten Orte zurück, so daß die Identität beider Körper nicht anerkannt worden ist.

Der Bielasche Komet bietet übrigens nicht das einzige Beispiel einer Teilung von Kometen. In ähnlicher und zum Teil noch auffälligerer Weise hat man diese Erscheinung auch bei hellen Kometen, und zwar bei dem zweiten von 1618 sowie bei dem von 1652 wahrgenommen. Der Kern des ersteren löste sich bald in eine ganze Schar kleinerer Kerne auf, und der Kopf des Kometen von 1652 hatte von Anfang an das Aussehen einer bleichen, mit Flecken (Kernen) übersäten Scheibe von fast Mondgröße. Aus neuerer Zeit bieten die weiter unten näher besprochenen Kometen, der große Septemberkomet 1882II, der Komet Sawerthal 1888I und der Komet Brooks 1889V, sowie die Kometen Swift 1899I und Taylor 1916I schöne Beispiele von Teilungen der Kerne.

Der Enckesche Komet. Dieser zuerst 1786 gesehene, später 1795 und 1805 wieder entdeckte und nach Encke, dem sorgfältigsten Berechner seiner Bahn, benannte Komet hat die Aufmerksamkeit der Astronomen ganz besonders auf sich gelenkt. Die drei ersten Erscheinungen waren zu kurz und wurden zu ungenau beobachtet, als daß eine sorgfältige Bahnbestimmung möglich gewesen wäre. Erst bei dem vierten Wiedererscheinen, Ende 1818, wo ihn Pons in Marseille fand, gelang es, die Identität zunächst mit dem Kometen von 1805 festzustellen; es blieb indessen noch unentschieden, ob seine Umlaufszeit 13 Jahre oder weniger sei. Encke nahm nun die Untersuchung auf und führte sie mit einer bis dahin unbekannten Gründlichkeit und Genauigkeit durch. Er zeigte, daß die Umlaufszeit etwa 1200 Tage betragen müsse, daß also zwischen 1805 und 1818 vier Umläufe um die Sonne lägen, und konstatierte überdies die Identität mit den Kometen von 1786 und 1805. Daß so viele Erscheinungen unbeobachtet vorüberge-

gangen waren, lag an den ungünstigen Stellungen des Kometen zur Erde. Das Resultat von Enckes Rechnungen war von höchstem Interesse, denn man hatte hier den ersten Fall eines Kometen von ganz kurzer Umlaufszeit.

Seitdem ist der Komet oft beobachtet und durch Encke selbst sowie durch andere Astronomen fortdauernd auf das schärfste berechnet worden. Durch eine Vergleichung der beobachteten Bewegung mit der, welche sich aus der Anziehung der Sonne und der Planeten ergeben würde, fand nun Encke, daß seine Umlaufszeit beständig abnahm, und er wurde dadurch auf die schon von Olbers aufgestellte Hypothese geführt, daß der Komet einen merklichen Widerstand im Raume erfahre. Die Verkürzung seiner Periode betrug bei jeder Revolution ungefähr 2½ Stunden. Der Schluß nun, den Encke und Olbers daraus zogen, war, daß der Himmelsraum von einem außerordentlich dünnen Stoff erfüllt sei, so dünn, daß er zwar nicht den geringsten Einfluß auf die Bewegung der Planeten ausübe, wohl aber auf einen so äußerst leichten Körper wie einen Kometen einwirken könne, dessen Durchschnittsdichte viel geringer als die der Luft ist. Allerdings bewiesen Enckes Untersuchungen die Existenz eines solchen Mediums durchaus noch nicht mit Sicherheit. Denn erstens würde aus der beständigen Abnahme der Umlaufszeit an sich noch nicht folgen, daß ein widerstehendes Mittel die Ursache dafür sei. Ferner müßten aber auch alle übrigen kurzperiodischen Kometen eine ähnliche Verkürzung der Umlaufszeit erkennen lassen, was nicht der Fall ist. Endlich waren auch die Rechnungen, worauf Encke seine Hypothese gründete, so verwickelt, daß eine Bestätigung derselben durch eine nochmalige Durchführung der Rechnung nach neuen Methoden und unter Benutzung verbesserter Werte für die Massen der störenden Planeten sehr wünschenswert erschien.

Man könnte auf den ersten Blick meinen, ein widerstehendes Mittel müsse die Umlaufszeit verlängern und nicht verkürzen. Indessen ist klar, daß ein solches die Anziehung der Sonne gleichsam vermehren muß, woraus dann eine Abnahme der großen Achse der Bahn und dementsprechend eine Verminderung der Umlaufszeit folgt.

Eine Wiederholung der Enckeschen Untersuchungen wurde nun durch v. Asten in Pulkowa in Angriff genommen, welche, obgleich Astens frühzeitiger Tod den Abschluß verhinderte, doch Enckes Vermutung zum Teil wenigstens zu bestätigen schien. Nach Astens Tode unternahm es Backlund, noch einmal das gesamte Material für alle von 1819 bis 1891 beobachteten Erscheinungen des Kometen zu bearbeiten. Er gelangte dabei zu dem Ergebnis, daß nur bis zum Jahre 1858 ein gleichmäßiges Abnehmen der Umlaufszeit stattgefunden hat. Von da ab bis 1868 wurde die Beschleunigung immer geringer, und von 1871 bis 1891 ist sie zwar wieder konstant gewesen, aber nur mit $^2/_3$ des in der ersten Periode beobachteten Betrages. Backlund

zog daraus den Schluß, daß Enckes Hypothese von dem widerstehenden Medium nicht mehr aufrecht erhalten werden könne, und schrieb die veränderliche Akzeleration des Kometen dem Einflusse von Meteorschwärmen zu, welche der Komet in der Nähe seines Perihels passiert. Diese Ansicht wurde übrigens schon 1841 von Walker, später von Faye ausgesprochen und ist auch von Seeliger eingehend erörtert worden. Backlund wurde in seiner Anschauung durch eine von ihm durchgeführte Untersuchung über die Bewegung des Kometen während des Zeitraumes von 1891 bis 1908 noch mehr bestärkt. Auch während dieser Zeit konnte er wieder eine Abnahme der Beschleunigung feststellen. Nach Backlunds Ansicht hätten somit wenigstens drei plötzliche Veränderungen der mittleren Bewegung des Kometen stattgefunden, nämlich 1858, 1868, 1895 und wahrscheinlich auch 1904. Im Jahre 1916 versuchte Wolf, den Enckeschen Kometen im Aphel seiner Bahn zu photographieren. Er fand auch nahe dem Ephemeridenort ein sehr schwaches, nebliges Objekt, das zunächst für den Kometen gehalten wurde. Spätere, genauere Rechnungen von Viljev zeigten aber, daß es nicht mit diesem identisch gewesen sein kann.

Einer der merkwürdigsten Kometen ist der Komet von 1744. Zunächst zeichnete er sich durch sehr bedeutende Helligkeit aus, die zur Zeit seines Periheldurchgangs (1. März) so groß war, daß man ihn an diesem Tage mit freiem Auge selbst um Mittag wahrnehmen konnte. Besonders bemerkenswert scheint er aber durch seine Schweifbildung. Statt eines einzigen entwickelte dieser Komet bald nach seinem Periheldurchgang nicht weniger als sechs Schweife, die sich fächerförmig und von der Sonne abgewandt ausbreiteten. Durch dieses Phänomen, welches einen wundervollen Anblick gewährt hat, steht der Komet von 1744 einzig in seiner Art da. Es handelt sich aber, wie Bredichin nachgewiesen hat, eigentlich nicht um sechs verschiedene Schweife, sondern nur um sechs Stücke eines und desselben, sehr breiten Schweifes.

Den Reigen der bedeutenden Kometen des 19. Jahrhunderts eröffnet der Komet von 1811. Die große Neigung seiner Bahn und die günstige Stellung des Kometen in ihr zur Zeit des Periheldurchganges (12. September) machten ihn wochenlang zu einem herrlichen Wahrzeichen des nördlichen Himmels (Fig. 175) und dehnten die Zeit seiner teleskopischen Sichtbarkeit auf volle 17 Monate aus (März 1811 bis August 1812). Seinen größten Glanz erreichte er, wie alle größeren Kometen, erst nach dem Periheldurchgang, Anfang Oktober; der Schweif maß um diese Zeit fast 90 Millionen Kilometer, seine scheinbare Länge betrug indessen, da er der Erde nicht sehr nahe stand, nur 25°. Der Kern zeigte sich nicht wie in der Regel scharf und klein und allmählich in die Koma übergehend, sondern als verwaschene lichte Scheibe, umgeben von einem dunklen Ringe, jenseits dessen dann der Lichtbogen der Koma lag, der in die beiden scharf geschiedenen Zweige des schmalen

Schweifes sich fortsetzte. Nach den Beobachtungen von Olbers bildete so der Kern gleichsam den Brennpunkt einer aus Lichtbogen und Schweif sich

Fig. 175.

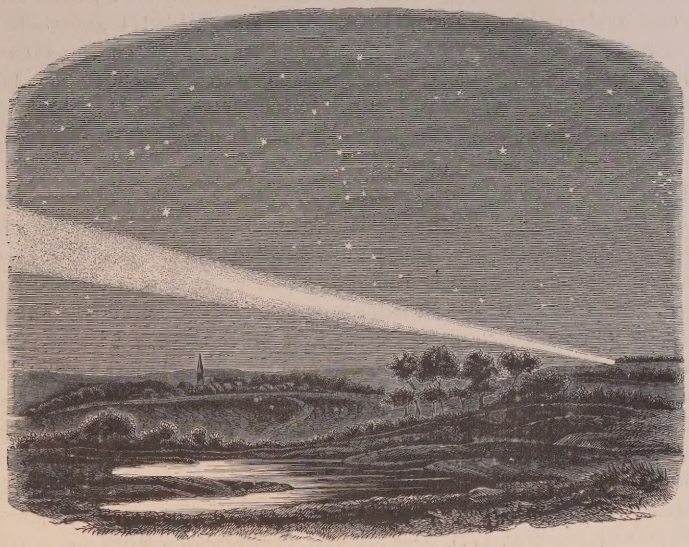


Fig. 176. Großer Komet von 1843 (Mitte März).

zusammensetzenden Parabel. Die Bahn dieses Kometen ist eine äußerst langgestreckte Ellipse.

Der große Komet von 1843, in vieler Hinsicht einer der bedeutendsten des Jahrhunderts, erschien plötzlich Ende Februar 1843 ganz in der Nähe der Sonne (Fig. 176). Er war in südlicheren Gegenden anfangs am hellen

Tage sichtbar, so daß einige Astronomen unmittelbar den scheinbaren Abstand von der Sonne messen konnten, der am 27. Februar nur etwa $1\frac{1}{2}^0$ betrug. Indessen wurde er sehr bald schwächer und verschwand im April auch für die Fernrohre gänzlich. Die größte Eigentümlichkeit seiner Bahn besteht darin, daß er der Sonne näher kam, als irgend ein anderer bekannter Weltkörper vor ihm, ja so nahe, daß er bei einer sehr geringen Veränderung seiner ursprünglichen Bewegungsrichtung mit ihr zusammengestoßen wäre. Seine Periheldistanz betrug nämlich vom Mittelpunkte der Sonne nur etwa 820000 Kilometer, von ihrer Oberfläche nur 130000 Kilometer; er näherte sich der Sonne also bis auf weniger als ein Fünftel ihres Halbmessers. Dabei erreichte sein Schweif, besonders im Verhältnis zu dem sehr unscheinbaren Kern, sofort nach dem Perihelduchgang die enorme Ausdehnung von nicht weniger als 250 Millionen Kilometer.

Über seine Bahn herrschte lange große Unsicherheit; verschiedene Berechnungen ergaben Umlaufszeiten von 530, 175, 150, ja selbst von 37 Jahren. Der letzte Wert beruhte auf der Annahme, daß der Komet identisch sei mit dem Kometen 1880I, dessen Bahn eine große Ähnlichkeit mit der des Kometen 1843I aufweist. Die eingehenden Untersuchungen, welche Kreutz über das System der Kometen 1843I, 1880I und 1882II angestellt hat, bewiesen aber, daß eine Identität der beiden erstgenannten Kometen ausgeschlossen ist, daß sie vielmehr beide eine Umlaufszeit von 500 bis 800 Jahren (rechnungsmäßig fand Kreutz 512 Jahre für 1843I) besitzen. Auf die weiteren interessanten Beziehungen zwischen den drei Kometen werden wir weiter unten noch einmal zurückkommen.

Der Donatische Komet von 1858. Dieser große Komet, einer der herrlichsten des vorigen Jahrhunderts, zierte im Herbst 1858 den westlichen Himmel. Abweichend von dem vorangehenden, entwickelte er sich ganz allmählich aus unbedeutenden Anfängen zu einer der glanzvollsten Erscheinungen. Als eine schwache Nebelmasse von 3′ Durchmesser sah ihn zuerst Donati in Florenz am 2. Juni 1858. Erst Mitte August begann sich ein Schweif zu entwickeln, der aber noch zu Ende des Monats, während der Komet kaum dem unbewaffneten Auge wahrnehmbar war, erst einen halben Grad lang war. Von da an nahm er rascher zu; Kern und Schweif entwickelten sich zusehends, und in der letzten Hälfte des Oktober, bald nach dem Perihelduchgang, erreichte er seinen höchsten Glanz. Den schönsten Anblick gewährte er um den 5. Oktober, wo der Stern 1. Größe Arcturus ganz nahe dem Kopfe stand (siehe Fig. 177). Der Schweif, der gegen die Mitte dieses Monats eine merkwürdige, federähnliche Form annahm, war fast 60° (70 Millionen Kilometer) lang und an seinem äußersten Ende über 10° breit; ein schwacher sekundärer, fast geradliniger Schweif begleitete ihn. Am Kopfe zeigten sich zugleich auffallende Erscheinungen; vom Kern aus und in Perioden von etwa vier bis sieben Tagen und länger entwickelte sich allmählich eine Reihe

von Hüllen, welche stetig in den deutlich gespaltenen Schweif übergingen (siehe Fig. 169); pendelartige Schwingungen leuchtender Ausströmungen,

Fig. 177. Donatischer Komet am 5. Oktober 1858 (nach G. P. Bond, Cambridge, Mass.).

wie sie besonders am Halleyschen Kometen 1835 beobachtet wurden, fanden hier nicht statt. Im Oktober wandte sich der Komet rasch nach Süden und entschwand den nördlichen Sternwarten gegen Ende des Monats; auf der

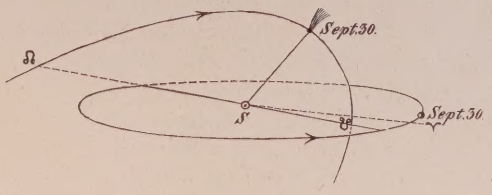


Fig. 178.

südlichen Halbkugel konnte er aber noch bis März 1859 verfolgt werden. Die lange Sichtbarkeit des Kometen, seine stetige Annäherung an die Erde und der relativ schnelle Übergang auf die südliche Hemisphäre wird aus der Fig. 178 verständlich, welche die Bahnen des Kometen und der Erde darstellt.

Mit dem Donatischen Kometen läßt sich von allen späteren nur noch der große Septemberkomet von 1882 an Glanz und dauernder Schönheit der Erscheinung vergleichen. Zwar zeigte auch der mächtige Komet, der am 30. Juni 1861 abends für Europa plötzlich aus den Sonnenstrahlen hervortauchte, einen weit ausgedehnteren Schweif und einen helleren Kern, beides aber nur für kurze Zeit. In 14 Tagen nahm der Hauptschweif — ein zweiter schwacher und gekrümmter begleitete ihn — von etwa 100° bis zu 25° Länge, der Kern entsprechend an Intensität ab. Im August verschwand er dem freien Auge nach etwa dreimonatiger Sichtbarkeit, konnte aber mit dem Fernrohre noch bis in den Frühling 1862 verfolgt werden. Seine Bahn (Fig. 179) stand fast senkrecht zur Ekliptik; hierdurch sowie durch die geringe Entfernung des Kometen von der Erde, die am 30. Juni nur 15 Millionen Kilometer betrug, findet das plötzliche glänzende Erscheinen auf der nördlichen Hemisphäre seine Erklärung.

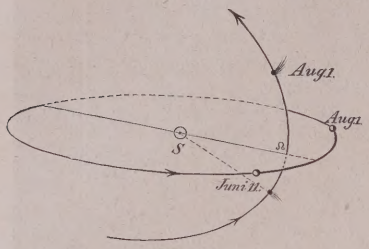


Fig. 179.

Zu den größeren und merkwürdigeren Kometen gehört auch der August-Komet von 1862. Ähnlich wie es beim Halleyschen, aber anders als es bei den beiden letztgenannten der Fall war, entwickelte sein Kern leuchtende, in regelmäßig pendelartiger Schwingung befindliche Materie, deren Perioden überdies, nach Schmidts Wahrnehmungen, mit periodischen Veränderungen der Kernhelligkeit wie der Kopfhüllenform in Einklang waren; sämtliche Erscheinungen kehrten nach etwa drei Tagen in gleicher Weise wieder. Übrigens war der Kopf auch sonst auffallenden Formänderungen unterworfen. Außer dem Hauptschweife zeigte sich kurze Zeit noch ein zweiter; ersterer lag anfangs wie gewöhnlich direkt von der Sonne abgewandt, wich aber von Mitte August an um etwa 15° von dieser Richtung ab. Schiaparelli sah hierin, ähnlich wie Bessel beim Halleyschen Kometen, einen Beweis für eine vom Kern ausgehende Repulsivkraft. Besonders wichtig ist dieser Komet indessen durch die große Ähnlichkeit oder selbst Identität seiner Bahn mit der des bekannten August-Sternschnuppenschwarmes, worüber wir weiter unten Näheres berichten werden; hier erwähnen wir nur noch, daß er wegen seiner relativ kurzen Umlaufszeit von 120 Jahren schon zu den entschieden periodischen Kometen gerechnet werden muß.

Der am 17. April 1874 von Coggia entdeckte Komet war anfangs schwach und unterschied sich in nichts von den gewöhnlichen teleskopischen Kometen. Anfang Juni wurde er aber bereits dem bloßen Auge sichtbar und entwickelte sich von nun an sehr rasch. Von dem kleinen, etwas ovalen Kern strömte wieder die Lichtmaterie aus, anfangs (seit Mitte Juni etwa)

in zwei einfachen Lichtbogen, welche sich in den innen scharf abgegrenzten Schweif fortsetzten, später, im Juli, in verwickelterer Weise, wie es scheint, in verschiedenen zum Teil übereinander lagernden und bald auf der einen, bald auf der anderen Seite des Kernes helleren Sektoren. Der Schweif, der Mitte Mai zuerst im Fernrohre sichtbar wurde, bildete sich gleichfalls erst von Mitte Juni an lebhafter aus. Anfang Juli maß er etwa 15°; nach dem Periheldurchgange (9. Juli) gewann er noch bedeutend an Ausdehnung und leuchtete in den Tagen vom 15. bis 23. Juli um die Mitternachtszeit, als der Kopf des Kometen schon längst untergegangen war, noch weit, wie ein breiter Nordlichtstrahl, über dem nördlichen Horizont; seine Länge betrug um diese Zeit etwa 55° bis 60°. Die Bewegung des Kometen in seiner Bahn, welche in Fig. 180 dargestellt ist, unterbrach auf der nördlichen Hemisphäre die Beobachtungen Mitte Juli (am 20. Juli ging er durch seinen niedersteigenden Knoten); doch wurde er auf der Südhalbkugel noch bis Anfang Oktober verfolgt.

Die beiden letzten Dezennien des 19. Jahrhunderts sind ganz besonders reich an interessanten Kometenerscheinungen gewesen. Der erste große Komet dieses Zeitraums (1881 III) wurde am 22. Mai 1881 von Tebbutt in Windsor (N. S. W.) entdeckt, konnte aber erst am 22. Juni auf der Nordhalbkugel beobachtet werden. Er bildete in den letzten Tagen des Juni und den ersten des Juli eine sehr auffallende Erscheinung, indem sein Schweif sich bis zu 20° Länge verfolgen ließ. Der Kopf des Kometen bot sehr interessante Erscheinungen dar; eine starke Ausströmung an der der Sonne zugewandten Seite zeigte fortwährend pendelnde Bewegungen, so daß von Tag zu Tag Neigungsänderungen gegen die Schweifachse bis zu 90° vorkamen.

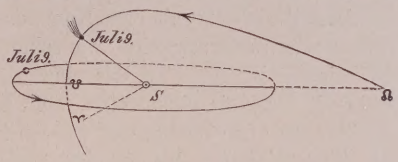


Fig. 180.

Weniger auffallend, aber von ganz besonderer Bedeutung für die physische Erforschung der Kometen war der Komet 1882 I, der am 17. März von Wells in Albany entdeckt wurde. Er kam der Sonne sehr nahe; doch wurde seine Erscheinung infolge ungünstiger Bahnlage keine hervorragende, obschon es gelang, ihn während des Perihels am hellen Tage im Fernrohre aufzufinden. Das ganze Interesse liegt bei diesem Kometen in seinem spektroskopischen Verhalten. Am 27. Mai, 13 Tage vor dem Periheldurchgange, bemerkte Copeland in Dunecht eine helle gelbe Linie im Kometenspektrum, die sich unzweifelhaft als die Natriumlinie zu erkennen gab. Am 31. Mai wurde diese Linie unabhängig auch von Vogel, Dunér und Bredichin aufgefunden und von Vogel sogar deutlich als doppelt erkannt. Man konnte übrigens auch schon mit bloßem Auge die stark gelbliche Färbung des Kometenkopfes wahrnehmen. Der auffällige Vorgang, der sich im Kerne durch

das Auftreten der Natriumlinien dokumentierte und zweifellos auf die infolge der Sonnennähe gesteigerte Wirkung der Sonne zurückzuführen ist, konnte von Müller in Potsdam auch auf photometrischem Wege erkannt werden. Der Komet zeigte zu dieser Zeit eine viel stärkere Lichtentwicklung, als er nach den Gesetzen der Lichtreflexion hätte aufweisen können.

Es ist noch zu erwähnen, daß während des Auftretens der Natriumlinien die eigentlichen Kometenbanden fast vollständig verschwunden waren. Diese Tatsache spricht für ein elektrisches Glühen der Gase, da bei solchem die Linien von Metalloiden und chemischen Verbindungen verschwinden, wenn ein Metalldampf mitglüht; letzterer scheint alsdann ausschließlich Träger der elektrischen Strömung zu sein.

Die großartigste Erscheinung, die ein Komet im vorigen Jahrhundert geboten hat, war diejenige des Septemberkometen 1882 II, der am 3. September mit bloßem Auge gefunden, am 8. September von Finlay am Kap der Guten Hoffnung beobachtet wurde. Bevor die Nachricht von seiner Entdeckung verbreitet war, wurde er am hellen Tage von Common und Thollon in unmittelbarer Nähe der Sonne gesehen. Die Ähnlichkeit, die er in dieser Beziehung mit dem Kometen von 1843 zeigte, ist nicht bloß äußerlich, sondern erstreckt sich, wie schon erwähnt, auch auf die Bahnelemente. Bei diesem Kometen ist das einzig in der Geschichte der Astronomie dastehende Ereignis eingetreten, daß das Verschwinden des Kometenkernes am Sonnenrande beobachtet werden konnte. Finlay und Elkin haben auf der Kapsternwarte den Eintritt des Kometen in die Sonnenscheibe genau verfolgen können. Übrigens verschwand der Komet vor der Sonnenscheibe völlig. In spektroskopischer Beziehung war der Komet dem Wellsschen Kometen ähnlich; die Natriumlinie wurde sehr deutlich erkannt.

Sehr eigentümliche Veränderungen hat der Kern dieses großen Kometen gezeigt. Zuerst völlig rund, wurde er Ende September länglich mit zwei deutlich erkennbaren Lichtknoten. Die Teilung setzte sich darauf immer weiter fort; Ende Oktober waren vier in einer der Schweifachse parallelen Linie liegende ungleich helle Lichtzentra vorhanden, bis schließlich sogar vollständige Abtrennungen von nebliger Materie stattfanden. Besonders Schmidt in Athen beobachtete eine solche Abtrennung, nach welcher der neue Komet sich von dem alten etwa um einen Grad täglich entfernte.

Nach dem Periheldurchgange bildete der Komet noch mehrere Monate lang eine sehr auffallende Erscheinung; erst Mitte Februar 1883 verschwand er dem bloßen Auge in einer Entfernung von 2.6 Erdbahnhalbmessern. Nach der Konjunktion mit der Sonne wurde er auf der Südhalbkugel noch am 20. Mai beobachtet, als er sich in einer Entfernung von 4.4 Erdbahnhalbmessern von der Erde befand. Die Sichtbarkeit des Kometen hat sich also über 260 Tage erstreckt; in dieser Zeit hat er 340° seiner Bahn zurückgelegt und ist dabei der Sonnenoberfläche auf 466 000 km nahe gekommen. Nach

den Rechnungen von Kreutz hat sich seine Umlaufszeit zu 772 Jahren ergeben. Wie schon erwähnt, haben die Bahnelemente dieses Kometen eine sehr bedeutende Ähnlichkeit mit denen der Kometen 1843 I und 1880 I; es ist jedoch außer Zweifel gestellt, daß diese drei Kometen nicht identisch sind, sondern daß wir es mit einem Kometensystem zu tun haben, dessen einzelne Glieder nahe dieselbe Bahn durchlaufen. Vermutlich hat sich in früherer Zeit ein Komet bei seinem Periheldurchgange geteilt, wie wir es bei dem Septemberkometen 1882 II beobachtet haben, und die einzelnen Teile bewegen sich nun in etwas veränderter Richtung weiter. Da die erste Teilung sehr weit zurückliegen kann, so lag die Vermutung nahe, daß noch mehr Teile des ursprünglichen Kometen aufzufinden sein würden. In der Tat gelang es Kreutz, den Nachweis zu führen, daß wahrscheinlich auch der jetzt in anderer Bahn einherziehende Komet 1680, ferner der Komet 1668 und, soweit das spärliche Beobachtungsmaterial ein Urteil gestattet, auch der Komet 1702, der Sonnenfinsterniskomet 1882 Mai 16 und der Komet 1887 I dem System zuzuzählen sind.

Durch ungewöhnliche, plötzliche Veränderungen in Gestalt und Helligkeit zeichnete sich der periodische Komet Pons-Brooks bei seiner Erscheinung in den Jahren 1883 und 1884 aus. Derselbe nahm anfangs langsam an Helligkeit zu und war am 22. September 1883 abends um 9^h M. E. Z. nach Schiaparellis Schilderung noch ein schwacher, verwaschener, 3′ großer Nebel, dessen Kern etwa 12. Größe war. Wenige Stunden später, um 13^h M. E. Z., sah ihn aber Chandler als ein helles, fixsternartiges Objekt etwa der 8. Größe, von einer kaum wahrnehmbaren Nebelhülle umgeben. Die Veränderung war derart überraschend, daß der Beobachter sich erst durch eine genaue Positionsbestimmung davon überzeugte, daß er in der Tat das richtige Objekt vor sich hatte. Am folgenden Tage war der Komet noch etwas heller geworden, aber der Kern erschien nicht mehr punktförmig, sondern besaß einen merklichen Durchmesser und unbestimmte Konturen. Am 25. hatte er sichtlich an Helligkeit verloren und bildete nun einen verwaschenen, runden Nebel von 2′ bis 3′ Durchmesser ohne wesentliche Verdichtung in der Mitte. Nach und nach wurde dieser Nebel immer schwächer, während seine Dimensionen wuchsen und Spuren eines Schweifes sichtbar wurden. Am 1. Januar 1884 fand Müller in Potsdam den Kometen abends um 6^h in Übereinstimmung mit den vorhergehenden Tagen nicht besonders hell, den Kern außerordentlich verwaschen. $1\frac{1}{2}$ Stunden später aber erblickte er an Stelle des Kometen ein fast vollkommen punktartiges Objekt von der Helligkeit eines Sternes 7. Größe, so daß auch er zunächst an eine Verwechslung glaubte. Die Helligkeit wuchs während der nächsten 40 Minuten noch weiter an, so daß die gesamte Lichtzunahme beinahe $1\frac{1}{2}$ Größenklassen erreichte. Dann nahm die Helligkeit des Kometen langsam wieder ab und war bereits am folgenden Tage zu ihrem normalen Betrage zurückgekehrt.

Außer diesen beiden großen Lichtausbrüchen, von denen sich besonders der zweite unter den Augen des Beobachters abspielte, sind noch mehrere ähnliche Erscheinungen beobachtet worden, bei denen sich die Änderungen in engeren Grenzen hielten. Bemerkenswert ist noch, daß zugleich mit den Änderungen im Aussehen und in der Helligkeit auch Veränderungen im Spektrum des Kometen auftraten. Während für gewöhnlich von den drei bekannten Banden die grüne weitaus am hellsten und die gelbe wesentlich heller war als die blaue, zeigte sich zur Zeit des Helligkeitsausbruches am 1. Januar die blaue Bande bedeutend intensiver als die gelbe und nur wenig schwächer als die grüne.

Seitdem sind ähnliche Erscheinungen auch an anderen Kometen beobachtet worden, so z. B. an dem sonst ziemlich unscheinbaren Kometen Sawerthal (1888 I). Bei diesem fand zwischen dem 19. und 21. Mai ein Lichtausbruch statt, infolge dessen seine Helligkeit um ungefähr zwei Größenklassen zunahm. Gleichzeitig waren aus dem Kerne zwei sehr helle Ausläufer hervorgeschossen, welche sich nach beiden Seiten des Kernes umbogen und den eigentlichen Schweif an Helligkeit weit übertrafen. Diese Katastrophe fand erst zwei Monate nach dem Periheldurchgange statt, so daß ein direkter Einfluß der Sonnenstrahlung auf den Kometen als Ursache jener Veränderungen wohl auszuschließen ist. Leider sind aus der kritischen Zeit keine spektroskopischen Beobachtungen vorhanden.

Während des Periheldurchganges fand eine Teilung des Kernes statt; zuerst wurde neben dem Hauptkern noch ein zweiter, schwächerer Kern sichtbar, dem sich bald ein dritter, noch schwächerer zugesellte. Die drei Kerne blieben auch nach der eben besprochenen Katastrophe noch sichtbar.

Der von Brooks entdeckte Komet 1889 V gehört zur Klasse der Kometen mit kurzer Umlaufszeit (7 Jahre). Die mächtigen Fernrohre der Sternwarten auf dem Mount Hamilton, in Wien und in Pulkowa haben für diesen Kometen äußerst interessante Daten geliefert. Barnard bemerkte zuerst zwei Begleiter des Kometen, die schwächer als der Hauptkomet waren, jedoch bedeutende Ähnlichkeit mit demselben zeigten. In Wien wurde später noch ein dritter Begleiter aufgefunden. Der eine dieser Begleiter verlor bald seinen deutlichen Kern, wurde diffus und verschwand schließlich. Dagegen wurde der dritte Begleiter immer heller, übertraf schließlich sogar den Hauptkometen an Helligkeit und nahm dann in ähnlicher Weise wie der erste Begleiter ab. Es ist gelungen, die Bahnen der Nebenkometen aus den Beobachtungen abzuleiten, und es hat sich ergeben, daß dieselben alle in der Bahnebene des Hauptkometen lagen, daß ferner die Trennung vom Hauptkometen gleichzeitig, und zwar im Aphel der Bahn eingetreten ist. Nun hat Chandler darauf aufmerksam gemacht, daß im Mai 1886 eine sehr beträchtliche Annäherung des Kometen an Jupiter stattgefunden hat, so daß es nicht unwahrscheinlich ist, daß die Trennung der Kometen auf die störende Wirkung

dieses Planeten zurückgeführt werden kann. Es hat sich ferner ergeben, daß infolge der Einwirkung von Jupiter eine totale Umänderung der Bahn eingetreten ist, derart, daß die früher etwa 31 Jahre betragende Umlaufszeit auf 7 Jahre verkürzt worden ist. Der Komet ist seitdem bereits dreimal wiedergekehrt und als 1896 VI, 1903 V und 1911 I beobachtet worden. 1896 war er während der ganzen Erscheinung sehr schwach, und von den Begleitern wurde nichts wahrgenommen. 1903 zeigte er sich noch schwächer, obwohl er der Theorie nach heller als bei seiner Entdeckung 1889 hätte sein sollen. Er nahm außerdem an Helligkeit noch immer weiter ab, so daß er selbst für die mächtigsten Instrumente ein schwieriges Objekt war. Am 10. Dezember 1903 fand ihn aber Aitken plötzlich bedeutend heller als im August und zugleich mit einer zentralen Verdichtung von fast sternartiger Schärfe. Leider sind weitere Beobachtungen darüber nicht erfolgt. Auch 1910 ist er gesehen worden; er war aber so außerordentlich schwach, daß nur eine Beobachtung von ihm angestellt worden ist. 1917—18 ist er vergeblich gesucht worden.

Der Holmessche Komet (1892 III), ebenfalls ein periodischer Komet mit einer Umlaufszeit von nur 7 Jahren, war durch auffallende Änderungen der Helligkeit und Gestalt bemerkenswert. Das Aussehen des Kometen änderte sich zunächst nach seiner Entdeckung wenig, nur ging mit der Lichtabnahme eine bedeutende Vergrößerung der Koma Hand in Hand, indem diese allmählich bis zu 30′ anwuchs. Ein eigentlicher Kern fehlte; der Schweif war kurz und schien sich kaum über die Koma hinaus zu erstrecken. Die Durchsichtigkeit des Kometen war so groß, daß schwache Sterne selbst durch den dichtesten Teil hindurch gesehen werden konnten. Die Lichtabnahme ging so rapid vor sich, daß er am 12. Januar im großen Refraktor der Straßburger Sternwarte nur mit Mühe beobachtet werden konnte. Am 16. dagegen erschien er als ein helles, fixsternartiges Objekt 7. oder 8. Größe, mit einer Nebelhülle von nur 30″ Ausdehnung, ohne Koma und ohne Schweif. In den nächsten Tagen kehrte der Komet allmählich wieder zu seinem früheren Aussehen zurück, die Helligkeit wurde aber erst im Februar wieder normal. Das Spektrum des Kometen war rein kontinuierlich und zeigte auch zur Zeit des Lichtausbruches keine Veränderungen. Bei seiner Wiederkehr im Jahre 1899, und noch mehr bei der vom Jahre 1906, fiel der Komet durch seine ganz unverhältnismäßig geringe Helligkeit auf. Dies führt zu dem Schluß, daß er für gewöhnlich zu den sehr lichtschwachen Objekten gehört und nur 1892 aus unbekannten Gründen hell aufleuchtete. 1913 und 1920 ist er überhaupt nicht gesehen worden.

Durch besonders interessante Schweifbildungen zeichnete sich der helle Komet Rordame 1893 II aus. Während der beiden ersten Wochen des Juli war er auch für das unbewaffnete Auge ein auffallendes Objekt mit der Helligkeit eines Sternes der 3. bis 4. Größe. Der Schweif war im Verhältnis

zu dem glänzenden Kopfe nicht sehr hell, konnte aber in einer Länge von 12° bis 15° verfolgt werden. Die Photographien des Kometen, besonders eine schöne Reihe von Aufnahmen, die Hussey auf dem Lick-Observatorium erhielt, ließen eine mehrfache Teilung des Schweifes erkennen, welche von Tag zu Tag beständigen Änderungen unterworfen war. Die Strahlen schienen von dem Zentrum des Kopfes auszugehen und nicht von den Rändern der Koma (vgl. dagegen Fig. 169). Gewöhnlich zweigte sich eine ganze Anzahl von Strahlen von dem zentralen Teile des Schweifes ab, die sich wiederum in viele einzelne, allmählich verlaufende Strahlen teilten. An verschiedenen Stellen des Schweifes zeigten sich starke Verdichtungen, welche aber keine konstanten Erscheinungen waren, sondern ebenfalls von Tag zu Tag wechselten und auch ganz verschwanden.

Noch interessanter waren die Erscheinungen, welche der Schweif des Kometen Morehouse (1908 III) zeigte. Dieser Komet wurde am 1. September 1908, fast vier Monate vor seinem Periheldurchgange, aufgefunden und konnte infolge der für die Beobachter auf der nördlichen Halbkugel sehr günstigen Stellung in ganz ungewöhnlich vollständiger Weise verfolgt werden. Bereits in den ersten Tagen zeigte der Schweif sowohl in seiner Helligkeit als auch in seiner Gestalt auffallende Veränderungen. Von Mitte September ab wurden diese Veränderungen immer bemerkenswerter; sie schienen sich in einer bestimmten Reihenfolge zu wiederholen, veranlaßt durch zeitweilig auftretende Ausbrüche. Im Zustande der Ruhe zeigte der Komet einen Kopf mit einer kleinen Koma; gerade Strahlen gingen von ihm in einer von der allgemeinen Schweiflage etwas abweichenden Richtung aus. Dann fing die Koma an zu wachsen, und die Strahlen des Schweifes breiteten sich fächerförmig aus. Dies war das Stadium der größten Tätigkeit; große Massen von Materie schienen von dem Kopfe fortgeschleudert und wellen- oder wolkenförmig den zum Teil aus unregelmäßig gekrümmten Strahlen bestehenden Schweif entlang getrieben zu werden. Dann trat allmählich wieder ein Zustand der Ruhe ein, der bis zum nächsten Ausbruche anhielt. Derartige Störungen wurden am 16. und 30. September sowie am 1., 6. und 15. Oktober beobachtet. Fig. 181 und Fig. 182 zeigen das Aussehen des Kometen am 15. und 16. Oktober nach Aufnahmen auf der Sternwarte zu Heidelberg. Im November fiel besonders eine größere Zahl von langen, feinen Strahlen auf, die sich von dem Hauptschweife abzweigten und zum Teil eine auffallende Biegung nach außen zeigten, als ob sie von irgendeiner äußeren Kraft beeinflußt würden. Fig. 183 gibt eine Abbildung des Kometen vom 15. November nach einer von Metcalf in Taunton (Mass.) erhaltenen Aufnahme. Über die an dem Spektrum des Kometen gemachten Beobachtungen ist bereits oben (S. 445f.) berichtet worden.

Durch besondere Helligkeit zeichnete sich der Komet 1910 I aus, welcher am 13. Januar von Arbeitern der Transvaal Diamant Mine entdeckt und

am 15. von Eisenbahnbeamten in Kopjes, die ihn für den Halleyschen hielten, der Sternwarte in Johannesburg gemeldet wurde. Der Komet befand sich zu dieser Zeit gerade in seinem Perihel und stand zwischen Sonne und Erde,

Fig. 181. Komet Morehouse, 1908 Okt. 15.

Fig. 182. Komet Morehouse, 1908 Okt. 16.

Nach Aufnahmen von Lorenz auf der Sternwarte zu Heidelberg.

von ersterer nur etwa 15 Millionen Kilometer entfernt. Er war so hell, daß er zur Mittagszeit mit Meridiankreisen beobachtet werden konnte und z. B. am 18. Januar, obwohl nur 4° von der Sonne abstehend, für das unbewaffnete

Auge ein auffallendes Objekt bildete. Als der Komet in der Abenddämmerung sichtbar wurde, zeigte er einen leicht gekrümmten Hauptschweif, der am

Fig. 183. Komet Morehouse, 1908 Nov. 15, nach einer Aufnahme von Metcalf.

Ende gegabelt war und im Maximum eine Länge von 40° erreichte, einen kürzeren Nebenschweif und außerdem noch einen auf die Sonne zu gerichteten

Schweif von etwa 15° Länge. Nach Untersuchungen von Pokrowsky konnten alle diese Schweife durch die Bredichinsche Theorie erklärt werden. Von Ende Januar an nahm die Helligkeit des Kometen sehr rasch ab, und er entschwand bald dem bloßen Auge. Beobachtungen am Fernrohr gelangen noch im Juli.

Die letzten zwölf Jahre haben uns keine besonders bemerkenswerten Kometen gebracht, deren nähere Besprechung hier am Platze wäre.

6. Meteore (Sternschnuppen, Feuerkugeln und Meteoriten).

Wenn wir in einer wolkenlosen Nacht das Firmament länger betrachten, so gewahren wir nicht selten, wie sich scheinbar ein Stern vom Himmelsgewölbe löst, rasch dahinschießt und ebenso schnell verschwindet, als er auftauchte. Solcher *Sternschnuppen* sieht man gewöhnlich im Verlauf einer Nacht nicht viele; aber zu manchen Zeiten steigert sich ihre Zahl außerordentlich, und nicht wenige der großen Sternschnuppenfälle, über welche die Geschichte berichtet, haben wie die Kometenerscheinungen das Erstaunen und Entsetzen der Menschen in hohem Grade hervorgerufen: „Man sah vom Firmament die Himmelsfackeln fallen wie von Rauch umhüllte Flammen, ... die Sterne fielen zu Tausenden vom Himmel herab", heißt es in einem altindischen Gedicht, den Mahabharata.

Einen vielleicht noch lebhafteren Eindruck als selbst ein reicher Sternschnuppenfall erzeugt eine *Feuerkugel*, welche, oft größer und heller als der Mond erscheinend, die Gegend weithin erleuchtet und manchmal unter donnergleichem Getöse oder einem der Entladung eines Geschützes ähnlichen, viele Meilen weit hörbaren Knall zerspringt. Zahlreiche Berichte über solche Ereignisse sind in den alten Annalen fast aller Völker überliefert. Man sah nämlich das Erscheinen einer Feuerkugel als Äußerung der Gottheit an. Folgte dem Zerspringen der Feuerkugel der Fall eines oder mehrerer Steine (*Meteoriten*, *Aërolithen*, *Meteorsteine*), so wurden diese „vom Himmel stammenden Steine" vielfach Gegenstand religiöser Verehrung; beispielsweise soll der in der Kaaba in Mekka befindliche schwarze Stein ein Meteorit sein.

Obwohl man Meteoriten und Sternschnuppen schon in den frühesten Zeiten kannte — letztere sind schon in der Ilias IV 74 erwähnt —, wurden sie ebenso wie die Kometen, und noch länger als diese, von den Gelehrten als Erzeugnisse der Erde (Vulkanauswürflinge, die der Wind weiter getragen haben sollte) oder der Atmosphäre betrachtet. Coulvier-Gravier, einer der eifrigsten Beobachter der Sternschnuppen, hielt selbst dann noch (1867) an dem atmosphärischen Ursprung derselben fest, als ihr kosmischer Charakter bereits als sicher gelten konnte, ja, er gründete sogar ein System der Wetterprognose auf diese Erscheinungen. Wir werden im folgenden sehen, wie langsam sich — meist im Anschluß an reiche Sternschnuppenfälle — die

richtige Erkenntnis Bahn brach, wollen aber vorher erst das kennen lernen, was die Beobachtungen ergeben. Da die äußere Erscheinung der Sternschnuppen, Feuerkugeln und Meteoriten sehr große Ähnlichkeiten besitzt, faßte man sie alle unter dem gemeinsamen Namen Meteore zusammen. Bei näherem Studium fanden sich aber doch gewisse, nicht unwesentliche Unterschiede, die es angezeigt erscheinen lassen, wenigstens zwischen Sternschnuppen einerseits und Feuerkugeln und Meteoriten andererseits eine Trennung in der Darstellung eintreten zu lassen.

Sternschnuppen.

In jeder klaren, mondlosen Nacht sieht ein aufmerksamer Beobachter Sternschnuppen am Himmel aufleuchten. Ihre Helligkeit ist sehr verschieden. Von sehr schwachen, nur im Fernrohre sichtbaren Sternschnuppen an findet man solche bis zur Helligkeit der Sterne 1. Größe. (Die noch helleren bezeichnet man in der Regel schon als Feuerkugeln). Die Zahl der hellen Sternschnuppen ist ganz wesentlich kleiner als die der lichtschwachen. Diese mehr oder minder große Helligkeit ist teils eine Eigenschaft der Sternschnuppen selbst, teils hängt sie von der Entfernung des Beobachters von dem aufleuchtenden Körper ab. Lehrreich ist in dieser Beziehung das große Meteor vom 30. Januar 1868, welches zu Pultusk in Polen nach heftiger Detonation als wahrer Steinregen zur Erde fiel, an anderen Orten dagegen als glänzende Feuerkugel, an noch anderen gar nur als helle Sternschnuppe erschien.

Viele Sternschnuppen verändern während ihrer Sichtbarkeit ihre Helligkeit; sie beginnen lichtschwach und werden heller, worauf sie oft plötzlich ganz verlöschen. Aber auch ein mehrfacher Wechsel in der Helligkeit ist oft beobachtet worden.

Die Farbe der Sternschnuppen ist meist weiß oder gelb, seltener rötlich; die Feuerkugeln hingegen bieten oft prachtvolle, lebhafte Färbungen dar, besonders rote und grüne. Häufig wechselt bei ihnen auch die Färbung im Verlauf der Erscheinung. Die spektroskopische Untersuchung heller Sternschnuppen, von der man Aufschluß über die Ursache der Färbungen, d. h. über die chemische Konstitution des Meteors, erwarten könnte, bietet sehr große Schwierigkeiten, da ja die Erscheinung unerwartet eintritt und ihr zeitlicher Verlauf äußerst kurz ist. Es liegen bisher auch nur spärliche Beobachtungen vor. In einigen wenigen Fällen ist es zufällig geglückt, Sternschnuppenspektra photographisch zu fixieren. So wurden auf der Harvard-Sternwarte und von Blajko in Moskau solche bei der Aufnahme von Sternspektren mit Hilfe eines Objektivprismas erhalten, deren Emissionslinien freilich nicht identifiziert werden konnten.

Die Sternschnuppen erscheinen als scharf begrenzte, sternähnliche Gebilde, doch hat J. Schmidt, freilich seltener, auch solche beobachtet, welche

nebelig und verwaschen aussahen. Manche Sternschnuppen, z. B. die im November aus dem Löwen kommenden, hinterlassen einige Sekunden lang oder auch länger nachleuchtende Spuren oder Schweife; manche teilen sich, andere wieder sprühen Funken. Diese äußeren Erscheinungen sind ebenso wie die Farben häufig so charakteristisch, daß man schon aus ihnen erkennt, zu welcher Gruppe die einzelne Sternschnuppe gehört. Die Beobachter versäumen daher nie, diese Eigentümlichkeiten aufzunotieren.

Daß von der Substanz der Sternschnuppen allmählich etwas zur Erde herabgelangt, scheint sicher zu sein, jedoch sind die Mengen so verschwindend klein, daß sie sich der direkten Wahrnehmung bisher entzogen haben. Die gallertartigen, schleimigen Massen, die man hier und da gefunden und wohl als Sternschnuppenmaterie gedeutet hat, haben aber zweifellos nichts mit den Sternschnuppen zu tun, sondern sind organischen Ursprungs. Ebenso ist es unwahrscheinlich, daß der Eisenstaub, der zwar fern von allen kultivierten Gegenden (z. B. von Nordenskiöld auf Spitzbergen) in Schnee suspendiert gefunden wurde, einen kosmischen Ursprung hat und als Rückstand der in kleinste Bestandteile zerstäubten Meteorsubstanz zu betrachten ist; nach neueren Erfahrungen rührt er vielmehr von irdischen Vulkanausbrüchen her.

Die Bahnen der Sternschnuppen scheinen meist Stücke eines größten Kreises am Himmel zu sein, was darauf hinweist, daß sie in Wirklichkeit geradlinig sind. Aber gar nicht selten sieht man mehr oder minder gekrümmte oder wellenförmige scheinbare Bahnen, und auch diese Eigentümlichkeit ist für gewisse Gruppen charakteristisch.

Die Dauer der Sichtbarkeit einer Sternschnuppe ist stets sehr gering; meist beträgt sie nur Bruchteile einer Sekunde, selten 3 bis 4 Sekunden und ganz selten noch mehr.

Die Länge der am Himmel durchlaufenen scheinbaren Bahnen ist sehr verschieden; sie schwankt zwischen vielen Graden bis zu nur kleinen Bruchteilen eines Grades, ja es kommen Fälle vor, wo die Sternschnuppe nur ein aufleuchtender Punkt zu sein scheint.

Die durchschnittliche stündliche Häufigkeit der gewöhnlichen Sternschnuppen, die einzeln und vollkommen unabhängig voneinander zu allen Zeiten des Jahres gesehen werden (sporadische Sternschnuppen), beträgt für die Orte von mittlerer geographischer Breite (+ 50°) etwa 4 bis 6 Stück. Diese Häufigkeit schwankt aber sowohl mit der Jahreszeit (jährliche Variation) als auch mit der Tageszeit (stündliche oder tägliche Variation). Im Frühjahr sind die Sternschnuppen am seltensten, im Herbst am häufigsten. Andererseits sind die Stunden nach Mitternacht etwa doppelt so reich an Sternschnuppen als die frühen Abendstunden. Das tägliche Maximum tritt gegen 3 Uhr morgens ein. Folgende Tabellen geben mittlere Werte für beide Variationen nach langjährigen Reihen verschiedener Beobachter.

Stündliche Variation		
Astronomische Zeit	Stündliche Zahl nach: Coulvier-Gravier	Schmidt
5^h—6^h	7.2	4.2
6—7	6.5	5.3
7—8	7.0	5.7
8—9	6.3	6.7
9—10	7.9	7.9
10—11	8.0	9.5
11—12	9.5	11.6
12—13	10.7	14.1
13—14	13.1	16.3
14—15	16.8	17.9
15—16	15.6	18.2
16—17	13.8	18.7
17—18	13.7	14.9
18—19	13.0	—

Jährliche Variation				
Monat	Stündliche Zahl nach: Coulvier-Gravier	R. Wolf	Schmidt	Denning
Januar	3.6	5.5	13.1	9.2
Februar	3.6	5.4	6.4	7.3
März	2.7	5.2	10.7	7.7
April	3.7	4.6	11.6	7.1
Mai	3.8	4.1	8.7	6.0
Juni	3.2	5.4	9.4	6.6
Juli	7.0	9.8	18.3	14.3
August	8.5	12.9	25.0	23.7
September	6.8	7.4	11.7	13.9
Oktober	9.1	6.4	18.1	15.8
November	9.5	5.0	16.6	14.8
Dezember	7.2	4.1	18.0	11.4

Außer diesen zwei zeitlichen Variationen gibt es noch eine räumliche, die sogenannte azimutale Variation. Es sind nämlich nicht alle Himmelsgegenden gleich reich an Sternschnuppen; am Osthimmel sieht man zahlreichere als am Westhimmel. Die tägliche und die azimutale Variation bemerkte schon Brandes, erstere ist aber erst von Herrick und Lovering, letztere von Coulvier-Gravier genauer studiert worden.

An einzelnen Tagen des Jahres sieht man nun ganz besonders viele Sternschnuppen, z. B. um den 10. August herum, und das wiederholt sich mit großer Regelmäßigkeit in jedem Jahre und genau an denselben Tagen. Das Auftreten dieser Sternschnuppen zeigt also eine Periodizität. Während ferner die sporadischen Sternschnuppen, welche man an jedem Abend sehen kann, ganz regellos an den verschiedensten Stellen des Himmels aufblitzen und sich nach allen Richtungen hin bewegen, scheinen diese periodisch wiederkehrenden von einer bestimmten, ziemlich eng begrenzten Gegend des Himmels, die man Radiant oder Radiationspunkt nennt, auszugehen, eine Tatsache, die für die Theorie von sehr großer Bedeutung ist. Beispielsweise scheinen die Sternschnuppen des 10. August aus der Umgebung des Sternes η im Perseus zu kommen, nach welchem Sternbilde sie Perseiden heißen. Man nennt regelmäßig wiederkehrende Sternschnuppen, im Gegensatz zu den sporadischen, periodische Sternschnuppen oder Sternschnuppenschwärme. Die meisten dieser Schwärme zeigen nach Zahl und Aussehen ihrer Individuen gewisse charakteristische Verschiedenheiten. Der Hauptunterschied liegt aber in der in auf einander folgenden Jahren wechselnden Intensität ihrer Erscheinung. Während manche Schwärme jedes Jahr am gleichen Tage mit der gleichen Anzahl der Individuen auftreten, findet man bei anderen eine entschieden ausgesprochene Periodizität der Inten-

sität. Jahrzehnte hindurch ist die Zahl ihrer Meteore nahe gleich und relativ sehr mäßig; dann fallen aber in bestimmten Jahren plötzlich an dem Tage, an welchem der Schwarm auch sonst in Wirkung tritt, so viele Sternschnuppen, daß man einen wahren Feuerregen sieht. Häufig ist in wenigen Stunden die Erscheinung vorbei. In den zwei oder drei nächsten Jahren wiederholt sich die Erscheinung eventuell nochmals in großartiger Weise, aber dann verhält sich der Schwarm wieder viele Jahre normal. In dieser Hinsicht unterscheiden sich namentlich auch die beiden bekanntesten großen Schwärme, die Perseiden und die im November zwischen den Sternen ε und γ Leonis auftretenden „Leoniden". Während erstere Jahr für Jahr regelmäßig in gleicher Stärke wiederkehren, findet beim Novemberschwarm ein außerordentliches Zusammendrängen alle 33 bis 34 Jahre statt. Es zeigen sich dann Sternschnuppenfälle, wie der in der Nacht vom 11. zum 12. November 1799, den Humboldt und Bonpland in Cumana (Venezuela) sahen und folgendermaßen beschrieben: „Tausende von Feuerkugeln und Sternschnuppen fielen hintereinander, vier Stunden lang. Ihre Richtung war sehr regelmäßig von Nord nach Süd; sie füllten ein Stück des Himmels, das vom wahren Ostpunkte 30° nach Nord und nach Süd reichte . . . Nach Bonplands Aussage war gleich zu Anfang der Erscheinung kein Stück am Himmel so groß als drei Monddurchmesser, das nicht jeden Augenblick von Feuerkugeln und Sternschnuppen gewimmelt hätte. Der ersteren waren wenigere; da man ihrer aber von verschiedenen Größen sah, so war zwischen diesen beiden Klassen von Erscheinungen unmöglich eine Grenze zu ziehen. Alle Meteore ließen 8° bis 10° lange Lichtstreifen hinter sich zurück. . . . . Die Phosphoreszenz dieser Lichtstreifen hielt 7 bis 8 Sekunden an. Manche Sternschnuppen hatten einen sehr deutlichen Kern von der Größe der Jupiterscheibe, von dem sehr stark leuchtende Lichtfunken ausfuhren. Die Feuerkugeln schienen wie durch Explosion zu platzen; aber die größten, von 1° bis 1° 13′ Durchmesser, verschwanden ohne Funkenwerfen und ließen leuchtende, 15 bis 20 Minuten breite Streifen hinter sich. Das Licht der Meteore war weiß, nicht rötlich . . . . . Von 4 Uhr an hörte die Erscheinung allmählich auf; Feuerkugeln und Sternschnuppen wurden seltener, indessen konnte man noch eine Viertelstunde nach Sonnenaufgang mehrere an ihrem weißen Lichte und an dem raschen Hinfahren erkennen."

Die beiden Arten der Periodizität, einerseits die jährliche, andererseits die der Intensität, erschwerten anfänglich sehr die Erklärung des Sternschnuppenphänomens, führten später aber gerade zu einer völligen Erkenntnis desselben.

Wie man aus dem vorhergehenden sieht, ist der ganze Komplex von beobachteten Erscheinungen sehr groß und sehr verwickelt. Es kann daher nicht Wunder nehmen, daß sich ihre Theorie nur sehr langsam und allmählich aufbaute.

Höhe und Geschwindigkeit der Sternschnuppen. Den ersten Schritt zur Erkenntnis des Wesens der Meteore taten 1798 zwei junge Göttinger Studenten, Brandes und Benzenberg. Sie stellten an zwei Orten, deren Entfernung von einander aus geodätischen Vermessungen bekannt war, korrespondierende Sternschnuppenbeobachtungen an. Diese bestehen darin, daß die Orte des Aufleuchtens und des Erlöschens einer Sternschnuppe gegen benachbarte Sterne, sowie die Zeiten der Erscheinung bestimmt werden. Der scheinbare Ort einer Sternschnuppe muß nun, falls sie nicht äußerst fern ist, an beiden Stationen verschieden sein, d. h. er muß eine parallaktische Verschiebung gegen die Sterne zeigen. Aus dieser läßt sich dann leicht Höhe, Bahnlänge und Geschwindigkeit des Meteors berechnen. Es ist nur noch nötig, daß der Längenunterschied der beiden Orte bekannt ist und beide Beobachter vor Beginn ihrer Arbeiten ihre Uhren genau vergleichen, damit sich entscheiden läßt, welche von den Sternschnuppen an beiden Orten beobachtet worden sind.

Brandes und Benzenberg fanden nun das unerwartete, aber höchst wichtige Resultat, daß sich die ganze Erscheinung in einer viel größeren Höhe abspielt, als man damals für die Höhe der Atmosphäre annahm, und ferner, daß die Geschwindigkeit der Sternschnuppen alle irdischen Geschwindigkeiten weit übertrifft. Daraus folgte, daß die Meteore weder von der Erde stammen können, noch auch Auswürflinge der Mondvulkane sind, eine Annahme, die, zuerst von Olbers gemacht, lange Zeit von vielen Astronomen (unter andern auch von Laplace) als wahrscheinlich angesehen worden ist. Es müßten dann nämlich auf dem Monde Kräfte tätig sein, welche diejenigen auf der Erde um das 10 bis 20 fache übertreffen, und das erscheint ganz ausgeschlossen. Die Meteore sind somit als kosmische Körper anzusehen.

Korrespondierende Sternschnuppenbeobachtungen sind bis in die neueste Zeit sehr häufig und zum Teil in großem Stile angestellt worden, und sie haben die Resultate von Brandes und Benzenberg in jeder Beziehung bestätigt. So hat von Niessl aus der Diskussion eines sehr großen Materials folgende Werte für die mittleren Höhen gefunden.

	Mittlere Höhe	
	des Aufleuchtens	des Erlöschens
Perseiden	113 km	89 km
Leoniden	155 „	98 „
Sternschnuppen verschiedener Radianten .	109 „	86 „
Feuerkugeln und Meteoriten	139 „	50 „

Da die Perseiden mit einer relativen Geschwindigkeit von 60 km, die Leoniden aber mit 70 km in die Erdatmosphäre eintreten, folgt aus der Tabelle, daß je größer die Geschwindigkeit ist, in desto höheren Schichten

der Atmosphäre die Sternschnuppen aufleuchten und verlöschen (113 bzw. 89 km gegen 155 bzw. 98 km), ein Ergebnis, welches auch noch durch anderweitige Beobachtungen bestätigt wird. Da ferner Feuerkugeln und Meteoriten eine größere Masse als die Sternschnuppen besitzen, so zeigt sich auch, daß die Größe der Masse einen Einfluß auf die Höhe des Verlöschens hat. Größere Massen erleiden einen relativ geringeren Widerstand in der Atmosphäre und steigen deshalb tiefer herab[1]).

Für die mittlere Länge einer Sternschnuppenbahn findet von Niessl 57 km, für die einer Feuerkugel- oder Meteoritenbahn dagegen 319 km. Eine größere Masse kann eben einen längeren Weg in der Atmosphäre zurücklegen, ehe sie aufgezehrt ist[2]).

Die Bestimmung der Geschwindigkeit aus den Beobachtungen bietet bei diesen ganz unerwarteten und sehr schnell verlaufenden Erscheinungen natürlich große Schwierigkeiten, und die für die Geschwindigkeit erhaltenen Zahlen sind daher sehr unsicher. Aber auch darin bestätigen die späteren Beobachtungen die von Brandes und Benzenberg, daß die Geschwindigkeiten stets von der Größenordnung der planetarischen Geschwindigkeiten, häufig aber noch viel größer sind. Dabei ist zu berücksichtigen, daß der Beobachter nicht einmal die wirkliche, kosmische Geschwindigkeit sieht, sondern die durch den Luftwiderstand stark verkleinerte. Der Luftwiderstand ist nämlich schon in großen Höhen für solche großen Geschwindigkeiten sehr erheblich. In ihm muß man auch die Ursache des Aufleuchtens der Sternschnuppen sehen.

Stößt nämlich ein mit einer gewissen Geschwindigkeit bewegter Körper auf einen anderen, ruhenden, so geht ein Teil der Bewegung verloren und wird in Wärme verwandelt, welche um so größer ist, je größer die lebendige Kraft des Körpers ist, d. h. das halbe Produkt seiner Masse in das Quadrat seiner Geschwindigkeit. Ähnlich verhält es sich, wenn ein schwerer Körper mit großer Geschwindigkeit die ihm Widerstand entgegensetzende Luft durcheilt; der Körper verliert einen Teil seiner Geschwindigkeit, und die vor ihm befindliche Luft wird verdichtet und beiseite gedrängt. Ein Teil der äußeren Bewegung des Körpers wird also vernichtet und geht über in innere Bewegung der kleinsten Teile der Luft wie des Körpers selbst, das heißt in Wärme. Setzte sich die ganze verlorene lebendige Kraft in Wärme um, und würde diese allein zur Erhitzung des Körpers verwandt, so würde im Falle der Meteore, deren Anfangsgeschwindigkeit beim Eintritt in die Atmosphäre gegen 20 km bis 70 km beträgt — eine Geschwindigkeit, die

[1]) Es ist bemerkenswert, daß die Sternschnuppen in fast derselben Höhe (100 bis 200 km) über der Erde sichtbar sind, in der nach Störmer die Polarlichter aufleuchten.

[2]) Die längste bisher bekannt gewordene Meteorbahn ist die des Feuerkugelschwarmes vom 9. Februar 1913. Nach der Berechnung von C. A. Chant hat dieser in 4 bis 5 Minuten einen Weg von 4000 km in einer Höhe von 50 bis 60 km zurückgelegt.

indessen innerhalb einer Sekunde auf den dreißigsten Teil und weniger reduziert wird —, eine enorme Temperaturerhöhung stattfinden. Diese Annahme entspricht aber, wie Schiaparelli zeigte, der Wirklichkeit nicht; es wird nämlich ein Teil der Energie für die Fortbewegung und Kompression der das Meteor umgebenden Luft, ein Teil für die Erhitzung derselben, oftmals auch ein Teil für die Erzeugung von Schallwellen verbraucht. Die tatsächliche Temperaturerhöhung des Meteors wird daher schwerlich mehr als zweitausend bis dreitausend Grad betragen.

Es ist öfters die Frage aufgeworfen worden, ob eine Sternschnuppe nach Durcheilen der Atmosphäre ihre kosmische Bahn weiter fortsetzen kann. Diese Frage ist nach obigem zu verneinen; bei Feuerkugeln aber ist der Fall möglich, und von Niessl führt als freilich einziges Beispiel die Feuerkugel vom 7. Juli 1892 an, deren Aufleuchten in 74 km Höhe, deren Erlöschen aber nach einer Bahn durch die Atmosphäre von 1350 km Länge in 158 km Höhe über der Erdoberfläche stattfand.

Der Luftwiderstand macht sich ferner noch in anderer Weise bemerkbar. Weicht nämlich die Gestalt eines Meteors merklich von einer homogenen Kugel ab — ist es etwa ein kantiges Stück —, so kann seine Bahn in der Atmosphäre keine gerade Linie sein, sondern das Meteor wird in Rotation geraten und die Bahn wird sich krümmen oder spiralig werden, was bei fliegenden Artilleriegeschossen seit langem beobachtet worden ist. Der Wind hat keinen merklichen Einfluß auf die Gestalt der uns sichtbaren Bahn einer Sternschnuppe, wohl aber öfters auf die nachleuchtende Spur, die bisweilen hinter dem Meteor zurückbleibt. Sie wird verbogen und schließlich ganz verweht.

Der Radiationspunkt. Die Untersuchungen von Brandes und Benzenberg erregten trotz der wichtigen Resultate nur in geringem Maße die Aufmerksamkeit der Astronomen, obwohl namentlich Brandes die Beobachtungen mit Hilfe mehrerer Mitarbeiter eifrig fortsetzte. Erst der große Sternschnuppenfall in der Nacht vom 12. zum 13. November 1833, der in fast ganz Amerika ein prächtiges Schauspiel darbot, brachte weitere Fortschritte. Olmsted (und gleichzeitig Twining) hatte ihn selbst beobachtet, außerdem alle Nachrichten und Mitteilungen über ihn gesammelt. Aus fast allen Berichten ging hervor, daß die Meteore Bogen größter Kreise am Himmel zu beschreiben schienen, die, nach rückwärts verlängert, sich in einem Punkte schnitten, der nahe in der Mitte zwischen γ und ε Leonis lag. Dieser Radiationspunkt, Radiant oder Divergenzpunkt, der nicht identisch mit dem Punkte des Aufleuchtens der Meteore ist, änderte während der mehrstündigen Dauer der Erscheinung seine Lage gegen die Sterne nicht, d. h. er war unabhängig von der Rotation der Erde. Olmsted schloß ganz richtig daraus, daß die Meteore außerhalb der Erde ihren Ursprung haben müssen. Weiterhin zeigte sich, daß dieser Ausstrahlungspunkt für alle Beobachter dieselbe Lage am Himmel hatte, obwohl die Beobachtungsorte zum Teil

sehr weit auseinander lagen. Er war demnach auch sehr weit von der Erde entfernt, sonst hätte er eben eine parallaktische Verschiebung zeigen müssen. Beobachtungen in späteren Jahren ergaben außerdem, daß die Lage des Radianten für jeden Leonidenfall unverändert dieselbe bleibt.

Daß die scheinbaren Bahnen Teile größter Kreise sind, die sich im Radianten schneiden, wenn man sie nach rückwärts verlängert, erklärte nun Olmsted durch die Annahme, daß die Sternschnuppen in Wirklichkeit geradlinige Bahnen durchlaufen in Richtungen, welche innerhalb beträchtlicher

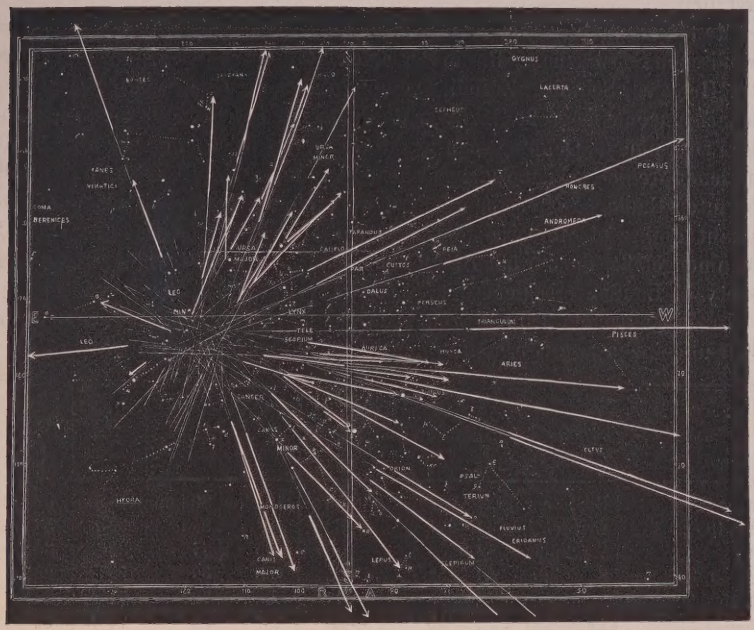


Fig. 184. Radiationspunkt der November-Sternschnuppen.

Entfernung einander sehr nahe parallel sind. Der Radiant selbst ist dann nach den Prinzipien der Perspektive lediglich der Verschwindungspunkt von parallelen Linien, ähnlich wie die unter sich parallel verlaufenden Telegraphendrähte durch perspektivische Wirkung in der Ferne sich in einem Punkte zu vereinigen scheinen. Die Gerade vom Beobachter nach dem Radianten gibt also die Richtung, in der die sich in parallelen Bahnen bewegenden Meteore aus dem Raume zur Erde hin zu kommen scheinen. Ein aus dem Radianten selbst auf den Beobachter zu kommendes Meteor wird demnach als ein aufleuchtender, sich aber nicht bewegender Punkt bemerkbar, während alle anderen Meteore für den Beobachter um so längere scheinbare Bahnen beschreiben, je weiter ab vom Radianten sie aufleuchten (Fig. 184).

Außerdem wird noch die Länge der verschiedenen Bahnen durch die Höhe des Radianten über dem Horizont bestimmt. Ist nämlich der Radiant im Aufgehen, so werden die scheinbaren Bahnen am längsten sein, da die wahren Bahnen nahezu parallel zur Ebene des Horizontes sind, und dadurch dem Beobachter unter dem größtmöglichen Gesichtswinkel erscheinen. Kulminiert dagegen der Radiant, so werden die Bahnen durch die Perspektive verkürzt erscheinen. An zwei Orten verschiedener geographischer Breite wird sich also das Phänomen der Radiation in einem bestimmten Zeitpunkt verschieden darstellen.

Man fand nun bald, daß nicht nur die Leoniden, sondern auch die anderen periodischen Schwärme, z. B. die Perseiden, Radianten besitzen. Heis, Greg, A. S. Herschel, Schmidt, Zezioli, Denning und andere bestimmten aus ihren Beobachtungen eine große Zahl von Radianten und stellten diese in Verzeichnissen zusammen. Denning schätzt die Gesamtzahl derselben auf über 3000, von denen freilich manche nicht sicher bestimmt sind. Er hat alle bis 1899 bekannten Radianten in seinem höchst wertvollen „General Catalogue of the Radiant Points of Meteoric-showers and of Fireballs and Shooting Stars" zusammengefaßt, der im 53. Bande der Memoirs of the Royal Astronomical Society of London erschienen ist.

In der folgenden Tabelle sind nach Denning die hauptsächlichsten Angaben über bekannte Sternschnuppenschwärme zusammengestellt.

Datum	Name	Radiationspunkt		Mittlere Höhe des Aufleuchtens	Mittlere Höhe des Verlöschens	Mittlere Länge des Weges	Mittlere Geschwindigkeit pro Sekunde
Januar 1—4	Bootiden	231°	+ 52°	101 km	80 km	105 km	37 km
April 18—24	Lyriden	271	+ 33	132	83	92	53
April	Virginiden	209	— 8	99	77	96	30
Juni—Juli 8	Scorpiiden	252	— 22	95	69	158	26
Juli 15—August 1	Capricorniden	305	— 11	98	72	71	24
Juli—August	Perseiden	45	+ 57	131	86	77	62
Juli 28—August 11	Aquariiden	339	— 11	99	76	106	30
September	β-Pisciden	346	+ 3	116	62	133	31
Oktober	Arietiden	mehrere vorhanden		126	60	122	34
November	Tauriden	„	„	114	70	99	39
November 12—17	Leoniden	151	+ 23	133	89	87	77
Dezember 9—16	Geminiden	110	+ 33	122	73	96	40

Die Namen für die Schwärme sind nach den Sternbildern gewählt, in denen die Radianten liegen. Die Perseiden sind auch unter dem Namen „Tränen des heiligen Laurentius" bekannt.

Es war oben gesagt worden, daß der beobachtete Radiant die Richtung angibt, aus der die Meteore zur Erde zu kommen scheinen, aber dies ist nicht die wahre Richtung der Meteore im Raume. Es bewegt sich nämlich

nicht nur das Meteor, sondern auch der Beobachter auf der Erde, welche mit einer Geschwindigkeit von rund 30 km pro Sekunde um die Sonne läuft. Weiterhin ändert sich die Richtung der Erdbewegung von Tag zu Tag. Der Beobachter kann daher nicht die wirkliche, sondern nur die relative Bewegung der Meteore zur Erde, sowohl in Richtung wie in Geschwindigkeit, wahrnehmen. Die Verhältnisse liegen also ganz ähnlich, wie bei der Aberration des Lichtes (S. 206ff.). Olmsted hatte dies zunächst übersehen, aber sehr bald bemerkte und verbesserte er seinen Irrtum. Da die Erdbewegung genau bekannt ist, lassen sich aus dem beobachteten oder scheinbaren Radianten, ebenso wie aus der beobachteten (relativen) Geschwindigkeit einer Sternschnuppe ihr wahrer Radiant und ihre wahre Geschwindigkeit berechnen.

Es sei in Fig. 185 A der Zielpunkt der Erdbewegung, den man auch Apex nennt, M sei ein Meteor und E der Ort der Erde in dem Zeitmoment, in welchem das Meteor in M ist. Es komme aus der Richtung RE' und stoße im Punkte E' mit der Erde zusammen. Mit anderen Worten: ME' sei die wahre kosmische Geschwindigkeit des Meteors, EE' die der Erde. Beide können wegen der Kürze des in Betracht kommenden Zeitraumes ihrer Größe und Richtung nach als unveränderlich betrachtet werden. Infolge der gleichzeitigen Bewegung von Erde und Meteor sehen wir letzteres nun nicht in seiner wahren Richtung RE', sondern in der zu ME parallelen $R'E'$. Es ist somit R' der beobachtete scheinbare, R der wahre Radiant, und ME ist der Betrag der beobachteten, relativen Geschwindigkeit des Meteors. Den Winkel $R'E'A$ nennt man die scheinbare, den Winkel $RE'A$ die wahre Elongation des Radianten vom Apex. Es ist aus der Figur unmittelbar zu ersehen, daß der wahre und der scheinbare Radiant mit der momentanen Richtung der Erdbewegung in einer Ebene liegen, und daß die scheinbare Elongation stets kleiner als die wahre ist, d. h. der scheinbare Radiant ist nach dem Apex hin verschoben. Man kann aus der Lage des scheinbaren Radianten R' die des wahren, R, berechnen, ebenso die wahre Geschwindigkeit ME' des Meteors aus der beobachteten ME. Aus der wahren Geschwindigkeit und der Lage des wahren Radianten läßt sich dann auf einfache Weise die Bahn des Meteors um die Sonne bestimmen.

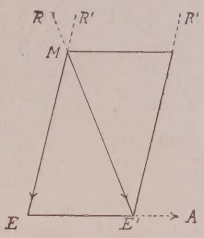


Fig. 185.

Nun beschreibt aber die Erde eine elliptische Bahn um die Sonne; es muß sich daher die Richtung EA dauernd im Raume ändern und damit auch der Ort des scheinbaren Radianten am Himmel. Das scheint mit den Beobachtungen der Leoniden von 1833 durch die amerikanischen Astronomen in Widerspruch zu stehen. Dieser Sternschnuppenregen hatte indessen nur wenige Stunden gedauert, und da sich der Ort des scheinbaren Radianten

in dieser kurzen Zeit nur wenig geändert hatte, die Beobachtungen auch nur wenig genau waren, so konnte diese Verschiebung des scheinbaren Radianten nicht bemerkt werden. Aber bei den Perseiden, die viele Tage lang tätig sind, läßt sich diese Verschiebung mit voller Sicherheit nachweisen, wie folgender Auszug aus Dennings Ephemeride für diesen Radianten zeigt.

		AR	Dekl.
		°	°
Juli	11	11.5	+ 47.7
	21	21.8	+ 51.6
	31	33.2	+ 54.4
August	10	45.0	+ 57.0
	19	56.6	+ 59.1

Nach diesen Betrachtungen muß bei länger andauernden Beobachtungen sich stets eine Verschiebung des scheinbaren Radianten zeigen. Es ist daher eine bisher unaufgeklärte Tatsache, daß sich diese Verschiebung außer bei den Perseiden sonst nie hat nachweisen lassen, ja es gibt nach Denning Radianten, die Monate hindurch tätig sind und doch die gleiche Position am Himmel unverändert beibehalten. Man nennt diese „stationäre Radianten". In der folgenden Tabelle sind einige dieser Radianten nach einer freundlichen Mitteilung von Dennings selbst zusammengestellt.

AR	Dekl.	Zeit der Tätigkeit der Radianten
14°	+ 6°	August 16—Oktober 28
42	+ 21	Juli 28—Januar 10
48	+ 43½	Juli—Dezember
54	+ 71	mehrfach tätig an verschiedenen Daten
61	+ 35	„ „ „ „ „
64	+ 22	August 10—Dezember
153	+ 40	Oktober 15—April 12
161½	+ 58½	Oktober 13—Dezember 21 u. Februar 20—April 18
165	+ 72	August 24—Januar 19
209	— 10	Dezember 15—Juni 20
220	+ 13	Dezember 5—August
263	+ 62	mehrfach tätig an verschiedenen Daten
270	+ 48	März 8—September 23
280	— 13	Februar 20—August 22
290	+ 51	Mai—September
312	+ 61½	April 15—Oktober 20
315	+ 79	mehrfach tätig an verschiedenen Daten
315	+ 47½	April 19—September 15

Trotz eifriger Diskussion dieser Frage ist bisher eine auch nur einigermaßen befriedigende Theorie nicht gefunden worden, so daß einige Astronomen die Existenz stationärer Radianten überhaupt bestreiten, während Denning sie auch noch in neuester Zeit als völlig gesichert ansieht.

Die Bestimmung des Radianten erfolgt in der Weise, daß die beobachteten Bahnen auf einen Himmelsglobus oder in eine geeignete Sternkarte eingezeichnet und so weit nach rückwärts verlängert werden, bis sie sich schneiden (Fig. 184). Wegen der unvermeidlichen Beobachtungsfehler, die selbst die geübtesten Beobachter machen, erhält man niemals einen einzigen Schnittpunkt der Bahnen, sondern die Schnittpunkte liegen auf einer mehr oder minder großen Fläche, der Radiationsfläche, zerstreut. Einen mittleren Punkt, oder besser noch den Schwerpunkt der Fläche, sieht man als den eigentlichen Radianten an. Aber nicht nur durch die Beobachtungsfehler entsteht statt des Punktes eine Fläche, sondern auch noch ein anderer Einfluß ist in dieser Beziehung wirksam. Es ist die Anziehungskraft der Erde, welche die Bahn eines Meteors während des letzten Stadiums seiner kosmischen Existenz verändert, indem sie die Geschwindigkeit des Meteors vergrößert und seine Bahn krümmt. Während die Sternschnuppen ohne Einwirkung der Erdanziehung geradlinige Bahnen relativ zur Erde beschreiben würden, werden sie nun hyperbolisch. Ihre Richtung hat sich geändert, und diese Änderung kann bis zu 17° betragen. Schiaparelli nennt diese durch die Erdanziehung verursachte Störung Zenitattraktion, da der Radiant stets nach dem Zenit des Beobachters hin verschoben wird, ähnlich wie ein Stern durch die Refraktion dem Zenit genähert wird. Die Größe der Verschiebung ist einerseits vom Winkelabstande des Radianten vom Apex abhängig, und zwar erfährt ein im Apex gelegener Radiant die geringste, ein genau gegenüber gelegener die größte Verschiebung. Andererseits hängt sie aber auch von der Zenitdistanz des Radianten derart ab, daß ein im Horizont befindlicher Radiant die größte, ein im Zenit befindlicher aber keine Verschiebung erleidet. Da nun der Radiant im Verlaufe der Nacht seine Stellung gegen den Zenit ändert, ist auch die Zenitattraktion in diesem Zeitintervall nicht konstant. Erstreckt sich also die Beobachtung der Sternschnuppen über eine längere Zeit, so wird sich die Lage des Radianten ändern; die Sternschnuppen scheinen nicht aus demselben Radianten zu kommen, sondern aus verschiedenen Punkten, und man erhält beim Einzeichnen der Bahnen in eine Karte nicht einen Radiationspunkt, sondern eine Radiationsfläche. Nun haben Schiaparelli und unabhängig von ihm E. Weiß die Theorie der Zenitattraktion gegeben, und man kann danach leicht den Betrag der Zenitattraktion berechnen und auf diese Weise die Beobachtungen von ihr befreien.

Es hat sich aber gezeigt, daß häufig auch dann noch kein Radiationspunkt, sondern eine Radiationsfläche resultiert (z. B. bei den Bieliden), die weit ausgedehnter ist, als sie nach der Größe der Beobachtungsfehler sein dürfte. Das läßt sich nur dadurch erklären, daß diese Sternschnuppen nicht in zueinander streng parallelen Bahnen und nicht mit gleicher Geschwindigkeit zur Erde kommen, wie oben bei der Definition des Radianten vorausgesetzt wurde.

Unsere Kenntnisse über die Verteilung der scheinbaren Radianten sind auch heute noch recht mangelhaft. Das rührt davon her, daß fast alle Beobachter in mittleren nördlichen geographischen Breiten tätig waren. Die südliche Himmelshalbkugel ist daher noch gar nicht, die Gegend um die Ekliptik, in der sich der Apex befindet, noch dürftig erforscht. Ferner waren die meisten Beobachter nur in den Stunden vor Mitternacht, wo der Apex gerade in unterer Kulmination ist, in Wirksamkeit. Es ist auch unmöglich, Sternschnuppen nahe bei der Sonne oder im Gebiete der Dämmerung zu beobachten. Die Verteilung der scheinbaren Radianten nach Rektaszension und Deklination hat Denning auf Grund des in seinem Generalkatalog enthaltenen Materials untersucht und folgende Zahlen gefunden.

Verteilung in AR		Verteilung in Dekl.	
AR	Zahl	Dekl.	Zahl
1°— 30°	515	— 19° bis — 10°	139
31— 60	763	— 9 „ 0	185
61— 90	416	+ 1 „ + 10	287
91—120	347	+ 11 „ + 20	500
121—150	280	+ 21 „ + 30	581
151—180	233	+ 31 „ + 40	566
181—210	201	+ 41 „ + 50	654
211—240	261	+ 51 „ + 60	767
241—270	295	+ 61 „ + 70	338
271—300	353	+ 71 „ + 80	192
301—330	348	+ 81 „ + 90	56
331—360	355		

Über die Verteilung der wahren Radianten ist so gut wie nichts bekannt. Schiaparelli hat unter Annahme einer gleichförmigen Verteilung der wahren Radianten untersucht, wie sich die der scheinbaren gestalten würde, und dabei eine leidlich gute Übereinstimmung mit den beobachteten Verhältnissen gefunden.

In gewissen Teilen des Himmels zeigen die scheinbaren Radianten das Bestreben, sich gruppenweise anzuordnen, aber der von diesen Gruppen eingenommene Raum ist so beschränkt, daß obige Folgerung Schiaparellis dadurch nicht hinfällig wird. Einige dieser Gruppen von Radianten zeigen ein merkwürdiges, bisher noch nicht aufgeklärtes Verhalten. In den Zeiten, wo die Radianten gewisser großer periodischer Schwärme ihre Haupttätigkeit entfalten, beginnen einige ihnen benachbarte Radianten gleichfalls in außergewöhnliche Tätigkeit zu treten. Man nennt letztere parasitäre oder Nebenradianten. Eine solche Gleichzeitigkeit kann aber keine Wirkung des Zufalls sein. Vielleicht gehören diese in Ort und Zeit eng verbundenen Radianten einem gemeinsamen System an. Hierher gehören z. B. die Radi-

anten, welche dem der Perseiden benachbart sind und ihre verstärkte Tätigkeit gleichzeitig mit ihm entfalten. Im Gegensatz dazu tritt der Novemberschwarm isoliert und ohne Beziehung zu anderen Radiationen auf.

Die Periodizitäten. Der großartige Sternschnuppenfall vom November 1833 hatte das allgemeine Interesse auf das höchste erregt, und dieses hielt auch noch einige Jahre an. Zahlreiche Astronomen und Nichtastronomen in Europa und Nordamerika widmeten sich der Beobachtung der Sternschnuppen mit großem Eifer. Aber auch die Theorie machte Fortschritte. Boguslawski der Ältere (1839) und wenige Wochen später Erman und schließlich S. C. Walker (1841) arbeiteten Methoden zur Bestimmung der Bahnen dieser Himmelskörper aus und wendeten sie auf die Perseiden und Leoniden an. Ersterer und letzterer benutzten hierbei die beobachteten Geschwindigkeiten, die freilich so fehlerhaft waren, daß die Resultate ganz illusorisch wurden. Erman machte dagegen zur Bahnbestimmung der Perseiden verschiedene Hypothesen über den Betrag der kosmischen Geschwindigkeit, unter anderen als Grenzfall auch die, daß sie parabolisch sei, d. h. etwa das 1.4fache der Erdgeschwindigkeit, also 42 km, betrage. Hierdurch kamen seine Rechnungen nun schon der Wahrheit sehr viel näher. Die Perseiden mußten nach Ermans Rechnungen eine sehr stark gegen die Ekliptik geneigte Bahn besitzen und sich außerdem rückläufig bewegen, wenigstens wenn man für sie eine Umlaufszeit von über 7 Monaten annahm. Quetelet hatte aber nun inzwischen (1836) erkannt, daß die Perseiden eine jährliche Periode des Erscheinens besitzen. Um dieser Tatsache gerecht zu werden, nahm Erman an, daß die Perseiden nicht eine die Sonne umlaufende Wolke sind, wie Olmsted geglaubt hatte, sondern daß diese Körper auf einen um die Sonne gelegenen elliptischen Ring gleichförmig verteilt sind, der die Erdbahn an der Stelle schneidet, an welcher sich die Erde zur Zeit des Perseidenfalles im August jeden Jahres befindet. Die Perseiden bilden also einen Meteorring um die Sonne, ähnlich dem aus kleinen Körpern bestehenden Ring des Saturn. Ihre jährliche Periode hängt gar nicht von der Umlaufszeit der einzelnen Körper um die Sonne ab. Das war ein wesentlicher Fortschritt in der Erkenntnis des Sternschnuppenphänomens, denn gerade die Periodizitäten, die zeitliche und die der Intensität, bereiteten den Astronomen damals die allergrößten Schwierigkeiten und verleiteten sie vielfach zu Fehlschlüssen. Wohl hatte man erkannt, daß gerade das Vorhandensein dieser Periodizitäten als letztes Glied in der Kette des Beweises, daß die Sternschnuppen kosmische Körper seien, wie etwa die Kometen, von ganz besonders großer Wichtigkeit ist. Beispielsweise sagt 1839 Bessel: „So wie unsere Ansichten von den Sternschnuppen durch Brandes und Benzenberg geworden sind, muß man geneigt sein, eine periodische Erscheinung derselben in ungewöhnlich großer Zahl als zum Weltsystem selbst gehörig zu betrachten. Die Aussicht auf eine Entdeckung dieser Art, welche die Sternschnuppen zu eröffnen scheinen,

macht sie zu Gegenständen der Aufmerksamkeit des Astronomen und fordert diesen auf, auch ihre nähere Untersuchung als nicht außer seinem Kreise liegend zu betrachten."

Der Gedanke von Erman, daß man die jährliche Wiederkehr der Sternschnuppen nicht durch die Umlaufszeit der Meteore um die Sonne zu erklären brauche, wurde damals wohl nicht genügend beachtet und jedenfalls auf die Leoniden nicht angewendet. Diese verhielten sich freilich auch anders als die Perseiden. Nach dem gewaltigen Schauer von 1833 zeigten sich die Leoniden nämlich auch am 13. November der folgenden Jahre, aber ihre Zahl ließ sich nicht mit der vom Jahre 1833 vergleichen, vielmehr wurde sie rasch von Jahr zu Jahr kleiner, und seit 1840 schien das Phänomen fast erloschen zu sein. Trotzdem schloß man aus diesem Verhalten, daß die Periode der Leoniden ein Jahr oder weniger betrage, konnte sich freilich aber nicht erklären, wodurch die selten erfolgten großen Fälle entstanden. In dieser Beziehung änderte sich auch nichts, als man 1837 anfing, Aufzeichnungen über Sternschnuppenfälle in den alten Annalen und Chroniken aufzusuchen und eine nicht geringe Ausbeute dabei erhielt. Boguslawski, Quetelet, Herrick, Chasles und Biot veröffentlichten Verzeichnisse solcher alten Fälle. Es zeigte sich wohl, daß in gewissen Monaten, so namentlich auch im November, besonders häufig große Fälle gesehen worden waren, sie fielen aber in verschiedenen Jahren meist nicht auf dieselben Tage. So verspäteten sich z. B. die Novemberfälle in 100 Jahren um drei Tage, und das ergab zu der einen Schwierigkeit noch eine neue. Die Lösung des Rätsels glückte erst 1863 dem amerikanischen Astronomen H. A. Newton, und damit nähern wir uns der klassischen Zeit der Meteorastronomie, die an die Namen von H. A. Newton und Schiaparelli geknüpft ist. Wohl hatte man in den zwanzig dazwischen liegenden Jahren das Interesse an diesen Himmelskörpern niemals verloren, insbesondere reiches Beobachtungsmaterial gesammelt, aber ein prinzipieller Fortschritt war doch nicht erzielt worden. Jetzt folgte in wenigen Jahren die fast restlose Aufklärung des Meteorproblems.

Newton erkannte, daß die Wiederkehr eines Schwarmes dann erfolgen müsse, wenn die Erde wieder an diejenige Stelle ihrer Bahn gelangt, in der sie sich zur Zeit des vorhergehenden Sternschnuppenfalles befand. Die Rückkehr der Erde an diese Stelle hängt aber vom siderischen und nicht vom tropischen Jahr ab, auf welchem unsere Kalender beruhen. Da das siderische Jahr um $0^d.014$ länger als das tropische ist, so muß sich das Sternschnuppenphänomen in 70 Jahren um einen Kalendertag verspäten, vorausgesetzt, daß der Schnittpunkt der Bahn des Schwarmes mit der Erdbahn (der Knoten der Meteorbahn) fest bleibt. Unter Berücksichtigung dieser Erkenntnis konnte Newton zeigen, daß die alten Erscheinungen der meisten Schwärme, z. B. der Perseiden, in der Tat fast genau auf dasselbe Datum fallen. Nur der Novemberschwarm, der sich fast um ein Jahrtausend zurückverfolgen

ließ, verhielt sich auch jetzt noch abweichend; die heliozentrischen Längen der Erde in ihrer Bahn zu den Zeiten der Novembersternschnuppenfälle wachsen nämlich genau proportional der Zeit und zwar um den Betrag von 1.7 pro Jahr, d. h. der Knoten der Novembermeteorbahn bewegt sich jährlich um den Betrag von 1.7 auf der Ekliptik fort. Die Hälfte dieses Betrages wird durch die Präzession erzeugt, die andere Hälfte muß von planetarischen Störungen der Novembermeteore herrühren. Dieses Vorrücken hatte übrigens Boguslawski bereits 1839 gefunden, und er und Humboldt schlossen daraus, daß sich die Novembermeteore notwendigerweise rückläufig bewegen müssen. Die Hauptsache war aber, daß sich in den so verbesserten Daten außer der jährlichen Periode deutlich noch ein Zyklus von etwa $^1/_3$ Jahrhundert zeigte, und daß während eines Zeitraumes von 2 bis 3 Jahren gegen Ende eines jeden solchen Zyklus ein großer Fall eingetreten war. Damit hatte Newton die Periode der großen Novemberfälle gefunden. Wohl hatten bereits Olbers (1837) und Herrick (1838) diesen Zyklus der großen Fälle vermutet und eine reiche Wiederkehr der Leoniden für das Jahr 1867 als wahrscheinlich bezeichnet, aber diese Vermutung der beiden Astronomen war ganz der Vergessenheit anheimgefallen.

Newton wies nun in scharfsinniger Weise nach, daß sich dieser Zyklus nicht durch die Annahme eines geschlossenen Ringes gleichförmig dicht verteilter Körper erklären lasse, wie das Erman für die Perseiden gefunden hatte; aber das Erscheinen der Leoniden in anderen Jahren, als in den zwei bis drei Jahren um das Maximum herum, zeigte doch, daß ein Ring als wahre Form der Gruppe anzusehen ist. Es muß aber in einem kleinen Teil des Ringes eine starke Anhäufung, eine Wolke von kleinen Körpern vorhanden sein, während auf dem übrigen Teil nur wenige Nachzügler verstreut sind. Die Wolke selbst konnte nicht in ihrer ganzen Ausdehnung gleich dicht sein, da in den Jahren kurz vor und kurz nach einem der großen Fälle die Zahl der Meteore immer noch wesentlich größer ist als zu anderen Zeiten. Ferner muß die Wolke nur eine sehr geringe Dicke haben, da die Dauer der großen Novemberfälle nur 8 bis 9 Stunden beträgt. Die Erde trifft mit der Wolke durchschnittlich alle $33^1/_4$ Jahre zusammen. Zu anderen Zeiten hat sie noch nicht den Kreuzungspunkt erreicht oder ihn schon überschritten, und ein großer Fall kann dann nicht eintreten. In der Tat sind nun alle beobachteten Eigentümlichkeiten der Novembermeteore durch diese Untersuchung Newtons erklärt. Er schloß sie mit der Vorhersagung der Wiederkehr des Schwarms für das Jahr 1866. Und in der Tat traf die Erscheinung in der Nacht vom 13. zum 14. November dieses Jahres in einer alle Erwartung übersteigenden Großartigkeit ein. Die Zahl der Sternschnuppen, die um 2 Uhr nachts, als das Phänomen das Maximum seiner Intensität erreichte, vom Kopfe des Löwen aus nach allen Richtungen schossen, konnte man nur ungefähr und nach Tausenden schätzen; sie fielen wie ein feuriger Regen. Dabei stieg die Intensität sehr rasch

an und sank fast ebenso rasch wieder. In den beiden nächsten Jahren wiederholte sich der Schauer und zwar besonders großartig 1868 in Nordamerika.

Trotz des richtigen Eintreffens der Erscheinung und ihrer sorgfältigen Beobachtung im einzelnen blieb man doch über die Form und Größe der Bahn, speziell über die Umlaufszeit des Schwarms um die Sonne, in Unsicherheit. Newton hatte diese nicht definitiv bestimmen können, sondern nur gezeigt, daß sie einen von fünf Werten haben müsse. Der größte und zugleich natürlichste war der von $33^1/_4$ Jahren, der gleich dem durchschnittlichen Intervall zwischen den einzelnen großen Schauern ist. Die Umlaufszeit konnte aber auch viel kürzer und selbst nur 1 Jahr 11 Tage sein. In letzterem Falle wäre z. B. der Schwarm, den Humboldt am 12. November 1799 sah, im Jahre 1800 erst am 23. November an den Kreuzungspunkt von Meteor- und Erdbahn gekommen, nachdem die Erde diesen schon 11 Tage passiert hatte. Indem er nun jedes Jahr 11 Tage später die Stelle erreicht hätte, würde er 33 Umläufe in 34 Jahren gemacht und gegen Mitte November 1833, wie in der Tat beobachtet, durch Zusammentreffen mit der Erde zu einem neuen Sternschnuppenfall Anlaß gegeben haben, und ebenso würde es sich dann später verhalten.

Aus der Veränderung, welche die Position des Knotens der Bahn zeigte, und die kaum eine andere Ursache als die Anziehung der Planeten haben konnte, war indessen, wie Newton bemerkte, ein Schluß auf die wahre Umlaufszeit möglich. Adams in Cambridge (England) führte 1867 die hierzu nötigen Rechnungen durch und bewies, daß in der Tat die Knotenbewegung durch keine andere Bahn als die langgestreckte Ellipse von $33^1/_4$ Jahren Umlaufszeit erklärt werden konnte.

Beziehungen zwischen Meteoren und Kometen. Daß zwischen Kometen und Meteoren eine gewisse Verwandtschaft bestehe, hatte schon Chladni vermutet und 40 Jahre später dann Kirkwood vollständiger und in einer Weise ausgesprochen, die unseren heutigen Vorstellungen ziemlich nahe entspricht. Es war aber bei Vermutungen und Konjekturen geblieben, und es konnte auch nicht anders sein, da alle Tatsachen fehlten, auf Grund deren man einen Zusammenhang der Bahnen beider Erscheinungsformen hätte mit Sicherheit nachweisen können. Freilich zeigte der Umstand, daß gewisse Meteorbahnen eine sehr große Neigung gegen die Ekliptik besitzen (worauf schon Erman aufmerksam gemacht hatte), und daß ferner manche Meteorströme, wie die des August und des November, sich rückläufig bewegen, daß die Sternschnuppen nicht gleichen Ursprungs wie die Planeten sein, sondern Verwandtschaft mit den Kometen haben könnten. Ein Zusammenhang beider Erscheinungen wurde dadurch zwar wahrscheinlicher als früher, war aber doch noch nicht bewiesen. Immerhin bildeten diese Tatsachen Momente, welche weitere Forschungen wesentlich erleichtern und die Aussichten auf besondere Erfolge vermehren mußten.

Von diesen Ideen ausgehend, verglich Schiaparelli 1866 seine für die Augustmeteore (Fig. 186) berechnete Bahn mit bekannten Kometenbahnen, und bald bemerkte er, daß zwischen den Perseiden und dem hellen Kometen von 1862, dessen Bahnelemente Oppolzer berechnet hatte, eine merkwürdige Übereinstimmung herrschte, wie folgende Zusammenstellung beweist.

	Perseiden	Komet 1862 III
Durchgang durch das Perihel	1866 Juli 23.6	1862 August 22.9
Länge des Perihels	343° 38′	344° 42′
Länge des Knotens	138 16	137 27
Neigung	64 3	66 26
Periheldistanz	0.964	0.963
Umlaufszeit (Jahre)	108?	119.6
Bewegung	rückläufig	

Die scheinbar große Differenz in der Umlaufszeit verliert ihr Auffallendes, wenn wir das früher über langgestreckte Ellipsen und Parabeln Gesagte berücksichtigen. Schiaparelli hat übrigens die Bahnelemente unter der Voraussetzung einer parabolischen Bahn abgeleitet und die Umlaufszeit aus Beobachtungen über besonders reiche August-Sternschnuppenfälle zu ermitteln gesucht. Dieser Entdeckung folgte schnell eine weitere. Kaum hatten Leverrier und Schiaparelli Anfang 1867 ihre Bahnelemente des November-Sternschnuppenstromes bekannt gemacht, als zu gleicher Zeit mehrere Astronomen auf die merkwürdige Ähnlichkeit hinwiesen, die zwischen diesen und den Bahnelementen des von Tempel 1866 entdeckten, damals soeben von Oppolzer berechneten teleskopischen Kometen stattfand. Im folgenden geben wir die Bahnelemente der Leoniden oder des Novemberstromes nach der späteren Rechnung Schiaparellis und die des Kometen 1866 I nach Oppolzer.

Elemente	Leoniden	Komet 1866 I
Durchgang durch das Perihel	November 10.09	Januar 11.16
Länge des Perihels	56° 26′	60° 28′
Länge des Knotens	231 28	231 26
Neigung	17 44	17 18
Exzentrizität	0.905	0.905
Periheldistanz	0.987	0.976
Umlaufszeit (Jahre)	33.25	33.18
Bewegung	rückläufig	

Mit Rücksicht auf die relativ große Unsicherheit, die mit der Berechnung einer Meteorstrombahn stets verbunden ist, war die Übereinstimmung der Elemente wahrhaft überraschend zu nennen, und man konnte kaum zweifeln, daß die November-Meteore in der Bahn des Tempelschen Kometen von 1866 einhergingen, und daß die Teile, welche als Komet erschienen, dem Schwarm der Leoniden vorangingen und 10 Monate früher

das Perihel passierten (vgl. Fig. 187). Die Figur 188 zeigt die räumliche Lage der Bahnen der Perseiden und der Leoniden bzw. der entsprechenden Kometen gegen die Erdbahn.

Ein drittes Beispiel der Beziehungen von Meteoren zu Kometen bieten die großen Sternschnuppenfälle vom 27. November 1872 und vom 27. November 1885 (Andromediden oder Bieliden) und der Bielasche Komet. Wie oben bereits berichtet wurde, teilte sich der Bielasche Komet Ende 1845 in zwei Teile, welche bei der nächsten Erscheinung in größerem Ab-

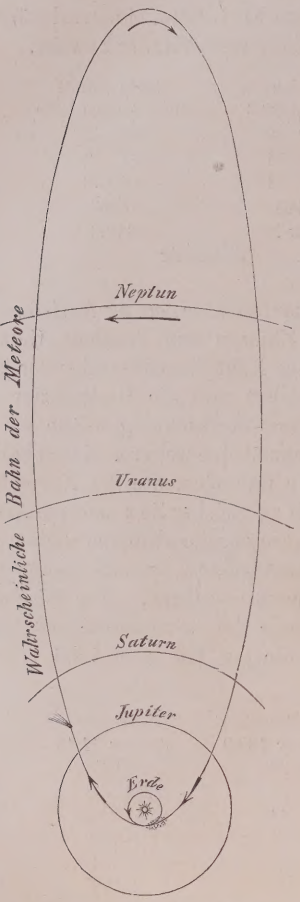


Fig. 186. Bahn der August-Meteore.

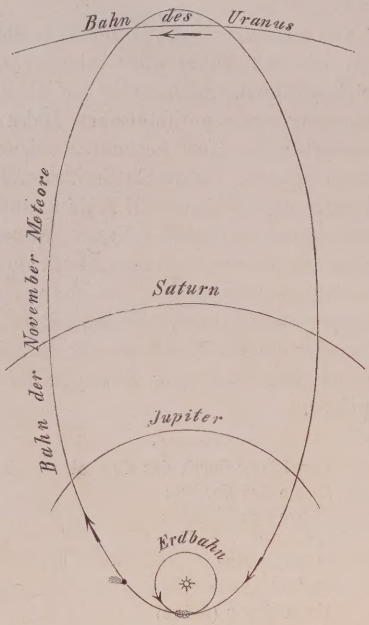


Fig. 187. Bahn der November-Meteore.

stande voneinander wieder sichtbar waren, aber späterhin nicht mehr gesehen worden sind. Bielas Komet konnte der Erde unter Umständen sehr nahe kommen, da letztere seine Bahn Ende November jedes Jahres beinahe kreuzt. Um diese Zeit fällt, wie schon länger bekannt war, jährlich eine nicht unbedeutende Zahl Sternschnuppen, deren Radiationspunkt in der Andromeda liegt. Verschiedene Astronomen kamen nun auf den Gedanken, daß zwischen diesen Sternschnuppen und Bielas Kometen ein physischer Zusammenhang bestehe;

d'Arrest machte darauf aufmerksam, daß zwischen den ungewöhnlich reichen Sternschnuppenfällen, die Anfang Dezember 1798 und 1838 beobachtet wurden, gerade sechs Umläufe des Bielaschen Kometen liegen, und Weiß fand, daß, wenn Meteore aus der Bahn dieses Kometen die Erde treffen sollten, ihr Radiant mit dem für die Sternschnuppen aus direkter Beobachtung gefolgerten fast identisch sein müsse. Die Berechnung der Bahn des verschwundenen Bielaschen Kometen hatte ergeben, daß er im Jahre 1872 Anfang September den Kreuzungspunkt seiner Bahn und der Erdbahn (und

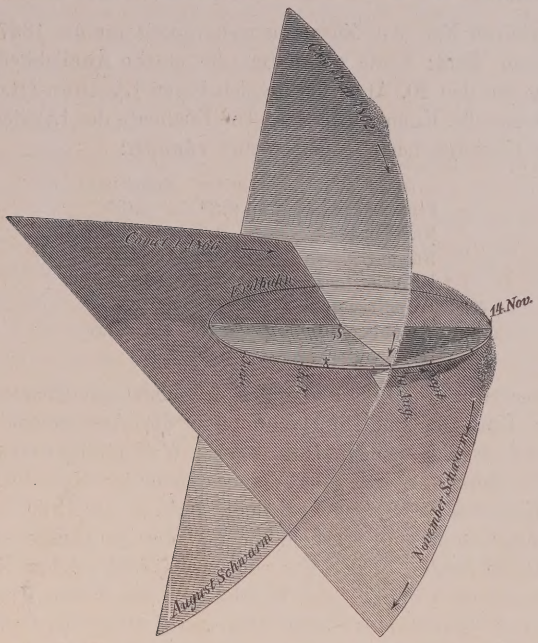


Fig. 188. Bahnen der Kometen 1862 III (August-Meteore) und 1866 I (November-Meteore) im Raume.

zwar den niedersteigenden Knoten) passiere. Nahm man an, daß seine Bestandteile sich noch mehr längs der Bahn zerstreut hätten, so war es sehr wahrscheinlich, daß die Erde, die am 27. November sehr nahe am niedersteigenden Knoten vorbeiging, an diesem Tage noch auf die Reste des Kometen treffen würde. Diese Annahmen fanden ihre tatsächliche Bestätigung, indem wirklich am 27. November 1872 ein Sternschnuppenfall sich ereignete, der zwar nicht an Helligkeit, aber an Zahl der einzelnen Meteore den Vergleich mit den früheren Novembererscheinungen sehr wohl aushielt, während der Sternschnuppenfall vom Jahre 1885 an Großartigkeit nur mit dem Phänomen, welches der Leonidenschwarm bietet, verglichen werden kann, der Stern-

schnuppenfall vom 23. November 1892 dagegen wieder weniger reich war. Die Elemente der Bieliden und des Kometen Biela sind:

	Bieliden	Komet Biela (1866)
Perihellänge	108° 16′	109° 40′
Länge des aufst. Knotens	245 57	245 46
Neigung	12 8	12 22
Periheldistanz	0.858	0.879
Umlaufszeit (Jahre)	6.6	6.69
Bewegung	rechtläufig	

Einen vierten Fall von Zusammengehörigkeit fanden 1867 gleichzeitig J. G. Galle und Weiß; beide erkannten die starke Ähnlichkeit der Bahnelemente der um den 20. April herum sichtbaren Lyriden (Radiant in der Leier) mit denen des Kometen 1861 I. Die Elemente der Lyriden nach Galle und die des Kometen nach Oppolzer sind nämlich:

	Lyriden	Komet 1861 I
Perihellänge	236°	243°
Knotenlänge	30°	30°
Neigung	89°	80°
Periheldistanz	0.955	0.920
Exzentrizität	0.983	0.983
Umlaufszeit	—	415 Jahre
Bewegung	rechtläufig	

Es ist begreiflich, daß diese vier Beispiele eines unleugbaren Zusammenhanges von Kometen und Sternschnuppen die Astronomen veranlaßte, eifrig nach weiteren zu suchen. Insbesondere Weiß (1868) und später (1878) A. S. Herschel durchmusterten die Verzeichnisse der Kometenbahnen, um diejenigen Kometen herauszusuchen, deren Bahnen der Erde nahe kommen und gleichzeitig Radianten ergeben, die von den beobachteten nicht weit abliegen. Beide fanden in der Tat eine große Zahl solcher Kometen, bei denen außerdem auch die Zeit des Durchganges durch den Knoten mit der Zeit bekannter Radiationen nahe übereinstimmte, aber zweifelsfreie Koinzidenzen, wie die vier bekannten, resultierten nicht. Erst in der heutigen Zeit konnte man ihnen noch zwei neue hinzufügen. Denning, Olivier und Hoffmeister wiesen darauf hin, daß die im Mai (Maximum Mai 6) sichtbar werdenden Aquariiden (Radiant bei η Aquarii) Bahnelemente besitzen, die nicht sehr verschieden von denen des Kometen Halley sind. Wie die folgende Tabelle[1]) zeigt, ist die Übereinstimmung nicht so auffallend, wie

[1]) In dieser Tabelle sind, im Gegensatz zu den anderen, die Neigung und die Perihellänge nach der neuen Zählweise gegeben, welche nicht, wie die alte, zwischen rückläufiger und rechtläufiger Bewegung unterscheidet, sondern die Neigung von 0° bis 180° durchzählt. Es ist in dieser Tabelle somit $i = 180° - i_0$, $\pi = 2\,\Omega - \pi_0$, $\pi - \Omega = \omega = 360° - \omega_0$, wo ω_0, i_0 und π_0 Abstand des Perihels vom Knoten, Neigung und Perihellänge nach der alten Zählweise sind.

	Bahn des Halleyschen Kometen nach Cowell und Crommelin	Mai-Aquariiden nach Olivier	Hoffmeister
Knotenlänge	57°	46°	45°
Neigung	162°	163°	163°
Perihellänge	169°	149°	145°
Exzentrizität	0.967	0.966	0.967
Periheldistanz	0.587	0.626	0.595

bei den altbekannten Schwärmen, ja die Distanz zwischen Erde und Komet beim Durchgang des Kometen durch den Knoten beträgt sogar 0.16 Erdbahnradien, aber die plötzliche, 1910 erfolgte Steigerung der Tätigkeit des Radianten spricht doch für eine Zusammengehörigkeit. Es ist anzunehmen, daß der mit dem Kometen Halley verbundene Aquariidenschwarm eine sehr bedeutende Breite besitzt, so daß die Erdbahn zwar keinen Schnittpunkt mit der Kometenbahn aufweist, die Erde selbst aber doch durch einen Teil des Schwarmes hindurchgeht.

Ganz ähnlich ist die Sachlage bei den Ende Juni aus einem Radianten zwischen η und ζ Ursae majoris kommenden Sternschnuppen, welche sich, wie Olivier und Denning fanden, nahe in der Bahn des Pons-Winneckeschen Kometen bewegen. Wir geben für sie keine vergleichende Zusammenstellung der Elemente, da die des Schwarmes noch nicht definitiv bestimmt sind. Der Komet gehört zu der Familie des Jupiter, und er hat namentlich zwischen 1858 und 1909 sehr erhebliche Störungen durch diesen erlitten, wobei hauptsächlich die große Halbachse vergrößert wurde. Erst durch diese Veränderung ist ein Zusammentreffen der Erde mit dem Schwarme ermöglicht worden, und tatsächlich hat sich letzterer 1916 zum ersten Male gezeigt. So können durch die Einwirkung der Planeten nicht nur Schwärme aus ihrer Bahn derartig abgelenkt werden, daß sie nicht mehr mit der Erde zusammentreffen, wie das z. B. für die dichten Stellen der Leoniden und der Bieliden der Fall ist, sondern auch neue sichtbar werden.

Aus dem Zusammenhang der Sternschnuppenschwärme mit Kometen hat man nun sehr weitgehende Schlüsse gezogen. Schiaparelli hatte solche zunächst vermieden, aber Weiß machte geltend, daß die Meteorströme so dünn bevölkert sind und die durchschnittliche Masse der einzelnen Körper so klein ist, daß die inneren Anziehungen in einer solchen Meteorwolke nicht der zerstreuenden Wirkung der benachbarten Fixsterne stand halten, eine solche Wolke also im Fixsternraume gar nicht existieren kann. Man glaubte nämlich damals noch, daß die Kometen mit parabolischen Bahnen nicht Glieder unseres Sonnensystems seien, sondern aus dem Weltenraume kämen. Weiß sieht also die Kometen nicht als Geschwister der Sternschnuppenschwärme an, sondern als die Urkörper, durch deren Zerfall innerhalb des Sonnensystems sich nach und nach erst Meteorströme bilden. Die parabolische Bahn des Kometen muß daher durch die Störungen eines

Planeten in eine elliptische umgewandelt werden, bevor die Zerstreuung eintritt, weil der störende Planet sonst nur einen einzelnen, geringfügigen Teil des Stromes in eine neue Bahn lenken könnte. Schiaparelli schloß sich nun diesen Anschauungen ganz an und baute sie weiter aus, indem er untersuchte, wie die Auflösung eines Kometen vor sich geht.

Betrachten wir einen Kometen als eine Art „kosmische Wolke" von kugelförmiger Gestalt, so wird eine Auflösung dieser Wolke, eine Auseinanderziehung und Trennung in einzelne Partikeln dann beginnen, wenn die Annäherung an die Sonne bzw. einen Planeten so groß wird, daß deren Anziehung auf die näheren Teile der Wolke bedeutend größer ist als auf die entfernteren und zugleich der Unterschied dieser Anziehungen größer wird als die im System des Kometenkörpers selbst bestehenden Attraktionen. Zunächst werden die äußeren, lockeren Teile, allmählich auch die inneren, dichteren sich abtrennen und in Bahnen weiterziehen, die von der des ursprünglichen Körpers oder des schließlich übrig bleibenden Kernes verschieden sind. Die Materie der Kometenwolke wird sich also allmählich zerstreuen, einen immer größeren Teil der Bahn einnehmen, und wenn diese elliptisch ist, sie im Laufe der Zeit ganz ausfüllen und Veranlassung zu Sternschnuppenfällen geben, wenn sie die Erdbahn kreuzt. Im allgemeinen wird hiernach der Grad der Zerstreuung einen Maßstab für das Alter der kometarischen Wolke oder doch für die Zeit, während der der Komet unserem Sonnensystem angehört, bilden. Durch Einwirkung von Planeten, denen der Komet nahe kommt, kann die Zerstreuung beschleunigt werden, aber es können auch sekundäre Anhäufungen von Materie auftreten.

Es hat sich wenigstens der Beginn einer solchen Auflösung von Kometen mehrfach gleichsam vor unseren Augen vollzogen. So wurde oben bereits erwähnt, daß der Bielasche Komet sich vor seiner gänzlichen Auflösung geteilt hat; aber noch interessanter ist der Fall des großen Kometen 1882 II, welcher der Sonne ganz besonders nahe kam. Er teilte sich in vier Teile, deren Umlaufszeiten zwischen 671 und 955 Jahre betragen. Außerdem konnte man während mehrerer Wochen kleine Nebelgebilde sich vom Kometen ablösen sehen, welche rasch wieder verschwanden. Ein weiterer Fall ist der Komet Brooks (1889 V), welcher in Begleitung von vier Teilkometen erschien, diese aber verloren hatte, als er 1896 wieder sichtbar wurde. Die Zerteilung dieses Kometen wurde im Jahre 1886 durch Jupiter hervorgerufen, an dem er damals so nahe vorbeiging, daß er dessen Satellitensystem durchwanderte.

Es mag hier noch betont werden, daß die Auflösung der Kometen in Meteorströme und die Bildung von Kometenschweifen keineswegs identische oder auch nur miteinander zusammenhängende Erscheinungen sind. Bei der Auflösung des Kometen bildet sich ein dünner, sozusagen fadenförmiger Strom, während bei der Schweifbildung Gebilde von sehr bedeutendem

Querschnitt entstehen. Das ganze Phänomen der Radiation, nach welchem die Bahnen aller beobachteten Meteore nach einem Punkte oder doch wenigstens einem eng begrenzten Raume zu konvergieren scheinen, setzt eine solche fadenförmige Beschaffenheit des Meteorstroms voraus. Weiterhin würde die außerordentlich geringe Masse der Kometenschweife bei weitem nicht zur Bildung eines Meteorschwarmes genügen.

Der Theorie von Weiß und Schiaparelli über die Entstehung der Sternschnuppenschwärme aus Kometen stimmten die Astronomen ganz allgemein zu, und sie galt lange Zeit geradezu als Dogma. Es kann wohl auch kaum bezweifelt werden, daß einzelne Schwärme auf diese Weise entstanden sind, besonders nachdem Luc Picart und Callandreau von neuem und auf streng mathematische Weise gezeigt haben, daß in der Tat durch die Anziehung der Sonne der Zerfall eines Kometen und die Zerstreuung seiner Materie auf einen Ring möglich ist; aber daß alle Schwärme von Kometen abstammen, kann nach dem jetzigen Stande der Kenntnis nicht mehr als wahrscheinlich gelten.

Die Hauptbedenken gegen eine Verallgemeinerung sind folgende. Man kennt die Bahnen von Hunderten von Kometen, ebenso Tausende von Radianten, man müßte daher wohl erwarten, daß sich Koinzidenzen von Schwärmen und Kometen sehr häufig finden. Das ist aber nicht der Fall; trotz eifrigster Bemühungen sind bis heute nur sechs zweifelsfreie Fälle bekannt geworden. Soll ferner jeder Schwarm aus seinem eigenen Kometen entstanden sein, so kann eine Zusammengehörigkeit verschiedener Schwärme zueinander nicht vorhanden sein. Nun kann aber der Beobachter überhaupt nur diejenigen Schwärme wahrnehmen, durch welche die Erde bei ihrem Laufe um die Sonne hindurchgeht. Man wird also nur einen verschwindend kleinen Teil aller überhaupt im Sonnensystem vorhandenen Ströme kennen lernen können, und da kein Grund vorliegt, daß diese speziell um die Erdbahn herum kondensiert sind, so muß die Zahl der Schwärme und folglich auch die der dazugehörigen Kometen alle Begriffe übersteigend groß sein, selbst wenn man zugibt, daß viele in den Verzeichnissen enthaltene Radianten nur infolge ungenauer Beobachtungen als voneinander verschieden gefunden wurden, in Wirklichkeit aber identisch sind. Das Vorhandensein einer so enormen Zahl von Strömen und zugehörigen Kometen ist aber ganz unwahrscheinlich.

Zu diesen allgemeinen Bedenken kommen nun noch nicht minder ernste Schwierigkeiten bei der Erklärung von beobachteten Einzelheiten der Schwärme. Die unzweifelhaft vorhandenen Beziehungen zwischen Haupt- und parasitären Radianten, die sukzessive Änderung der Bahnelemente der Meteore in den lang andauernden Radiationen, vor allem aber die lange Dauer der Radiation selbst lassen sich nicht ohne Hinzunahme weiterer Hypothesen aus der Weiß-Schiaparellischen Theorie herleiten. Wir sahen oben, daß sich bei der Auflösung eines Kometen ein nahezu fadenförmiger Strom

bilden muß. Nun haben aber gewisse Schwärme, z. B. die Perseiden, sehr erhebliche Querdimensionen, da die Erde zur Durchquerung des Stromes Wochen braucht. Man suchte in der anziehenden Kraft eines oder mehrerer Planeten auf die Körper des Stromes die Ursache dieser Verbreiterung, aber Schulhof zeigte, daß gerade bei den Perseiden eine solche Erklärung nicht möglich ist, da dieser Strom zu keiner Zeit irgendwelche erheblichen Störungen erleiden kann. Der Perseidenschwarm muß daher von Anfang an diese große Breite besessen haben. Bei der Gegenüberstellung der bei den anderen alten Schwärmen beobachteten Tatsachen mit der Hypothese der langsamen Auflösung eines Kometen in einen Strom kam aber Schulhof zu dem Resultat, daß sich hier keine unlösbaren Widersprüche finden, die Hypothese vielmehr zur Erklärung ausreicht.

Die Schwierigkeiten der Theorie von Weiß-Schiaparelli suchte Bredichin durch eine andere Hypothese zu beheben, und sie soll wenigstens kurz erwähnt werden, obwohl auch sie eine restlose Darstellung der beobachteten Erscheinungen nicht gibt und außerdem eine allgemeine Anerkennung nicht gefunden hat. Bredichin sieht den Ursprung der Schwärme ebenfalls in den Kometen und zwar in den anomalen Schweifen derselben. Diese bestehen aus größeren Körperchen, deren Abtrennung vom Kometen selbst nach Bredichin durch eine Art von Stoß erfolgen soll, nach welchem sie Bahnen beschreiben, die von der des Kometen, je nach der Größe und Richtung des Stoßes, stark abweichen. Die periodischen Kometen werden bei jeder Rückkehr zur Sonne durch ein- oder mehrmalige Kernausstrahlungen Bündel von Strömen mit eventuell ganz verschiedenen Formen und Dimensionen bilden, so daß die Erdbahn von einigen von ihnen auch dann geschnitten werden kann, wenn der Komet selbst ihr gar nicht nahe kommt. Diese Schwärme geben dann beim Zusammentreffen mit der Erde die Haupt- und Nebenradianten. Auch die Körperchen in den Schwärmen brauchen nicht notwendig zueinander parallele Bahnen zu beschreiben, so daß statt eines Radiationspunktes auch eine Radiationsfläche entstehen kann. Durch diese mehr oder minder großen Unterschiede der Bahnelemente der Körperchen entstehen aber nach und nach Meteorringe, welche nicht nur eine große Breite, sondern auch eine große Dicke erlangen und dadurch langandauernde Radiationen erzeugen können.

Die Hypothese von Bredichin ist also gewissermaßen eine Ergänzung der von Weiß-Schiaparelli. Der Hauptvorteil derselben besteht darin, daß sie das Vorhandensein der zahlreichen Ströme erklärt, ohne daß man gezwungen ist, die Existenz ebenso vieler periodischen Kometen vorauszusetzen, welche die Erdbahn schneiden müßten, wie es die Theorie von Weiß-Schiaparelli verlangt. Bei näherer Ausführung zeigt sich aber doch, daß auch die Theorie von Bredichin, falls man die Entstehung aller Ströme durch sie erklären will, auf unüberwindliche Schwierigkeiten stößt. Es müßten z. B. zur Er-

klärung der langen Radiation der Perseiden Ausstoßungsgeschwindigkeiten der Körperchen und damit Kräfte angenommen werden, welche ganz unwahrscheinlich groß sind, weshalb auch Bredichin schließlich Störungen durch die großen Planeten zur Hilfe nehmen muß. Daß dies aber nicht angängig ist, wurde oben ausgeführt. Der Haupteinwurf gegen die Hypothese ist aber der, daß anomale Kometenschweife nur Ausnahmefälle sind, während sie die Regel sein müßten, wollte man ganz allgemein die Entstehung von Sternschnuppenschwärmen durch sie erklären. Bredichin hilft sich freilich damit, daß er sagt, die anomalen Schweife seien meist vorhanden, aber so wenig dicht, daß sie nicht wahrgenommen werden können.

Am besten mit allen Erfahrungen stimmt wohl die Ansicht einiger Astronomen überein, daß der ganze Raum des Sonnensystems von zahllosen, sich um die Sonne bewegenden Körperchen erfüllt ist, die Kometen und reichen Schwärme aber Verdichtungen und Anhäufungen in diesen Meteorwolken sind, die im Laufe langer Zeiten entstehen oder aber auch wieder vergehen, d. h. unstabile Gebilde sind. Die Meteorwolken sind also hier das Primäre, während in den Hypothesen von Weiß-Schiaparelli und Bredichin dies die Kometen sein würden.

Bemerkungen über die einzelnen Schwärme. Wir wollen noch in Kürze einiges Nähere über die bekannten Schwärme zusammenstellen. Die Perseiden sind der reichste und andauerndste Strom, der jedes Jahr in gleicher Regelmäßigkeit zu seiner Zeit sich zeigt. Die Radiation dauert fast 6 Wochen. Die Zahl der Meteore ist bei jeder Erscheinung nahe die gleiche. Schiaparelli vermutet, daß nach je 108 Jahren reichere Fälle vorkommen; das Maximum tritt aber dann nicht plötzlich ein, sondern hält 20 bis 30 Jahre an. Man kennt die Perseiden seit dem Jahre 830 n. Chr.

Die Lyriden sind jährlich etwa 8 Tage (18. bis 24. April) lang sichtbar und sind meist ziemlich arm. Aber es kommen auch reichere Fälle in einer Periode von vielleicht 12 bis 16 Jahren vor, bei denen ein einzelner Beobachter etwa 40 Meteore in der Stunde sieht. Diese reichen Fälle, deren letzter sich 1863 ereignete, dauern nur wenige Stunden an. Der Radiant scheint wie bei den Perseiden eine östliche Bewegung zu haben, doch ist dies noch nicht sichergestellt. Man muß sich den Lyridenring als in der Hauptsache dünn bevölkert vorstellen; nur an einigen Stellen besitzt er Verdichtungen von verschiedener Stärke. Eine Veränderung in der Länge seines Knotens hat sich in den 2600 Jahren, in denen man ihn kennt, nicht gezeigt. Die älteste bisher bekannte Erscheinung ist in China 687 vor Chr. beobachtet worden.

Die Leoniden, die man seit 902 nach Chr. kennt, sind von allen Schwärmen bis in alle ihre Einzelheiten am besten erforscht, wie wir im Verlaufe der voraufgehenden Auseinandersetzungen sahen. Es soll hier nur noch einiges nachgetragen werden. Leverrier hatte geglaubt, nachweisen zu können, daß

der Komet, aus dessen Auflösung die Leoniden entspringen, im Jahre 126 nach Chr. durch die Anziehung des Uranus in seine spätere Bahn gelenkt worden ist. Das scheint nach einer neueren Untersuchung von Sampson nicht wahrscheinlich zu sein; beide Himmelskörper standen damals um mehrere Erdbahnradien voneinander ab. Sampson glaubt, daß die Umwandlung der Bahn erst 885 nach Chr. erfolgt ist.

Großes Aufsehen erregte das Ausbleiben des reichen, für 1899 vorausgesagten Leonidenfalles; wir wollen daher an der Hand einer von Weiß gegebenen Darstellung die Gründe dieses Ausbleibens kennen lernen. Am Morgen des 15. November 1898 beobachtete Weiß auf dem Gipfel des Sonnwendsteines einen ganz ansehnlichen Leonidenfall, den Vorläufer des eigentlichen, reichen Falles. Es schien daher keinem Zweifel zu unterliegen, daß im nächsten Jahre auch dieser Hauptschwarm eintreffen werde, und es wurden Expeditionen zur Beobachtung desselben ausgesandt. Wohl hatte Berberich[1]) die Störungen dieser Hauptwolke, und zwar nicht nur die säkularen, sondern die gesamten berechnet, welche die Hauptwolke während der Zeit von 1866 bis 1899 erlitten hat, und darauf hingewiesen, daß diesmal durch ein Zusammentreffen vieler ungünstiger Momente der erwartete Fall stark beeinträchtigt werden könne. Man legte diesem Umstande aber nur eine geringe Bedeutung bei, weil der Schwarm bisher trotz aller Störungen immer beobachtet worden war; höchstens rechnete man mit einer Verminderung der Zahl der Meteore. Der Schwarm blieb aber 1899 ganz aus, ebenso der Nachläufer 1900. Erst 1901 fand ein Fall statt, der an Intensität dem von 1898 glich. Soweit die Beobachtungstatsachen. Mit Hilfe der Figur 189, welche die Bahnen der Leoniden und der Planeten in nahe richtigem Verhältnisse darstellt, wollen wir nun den Lauf dieses Stromes in der Zeit von 1866 bis 1901 verfolgen.

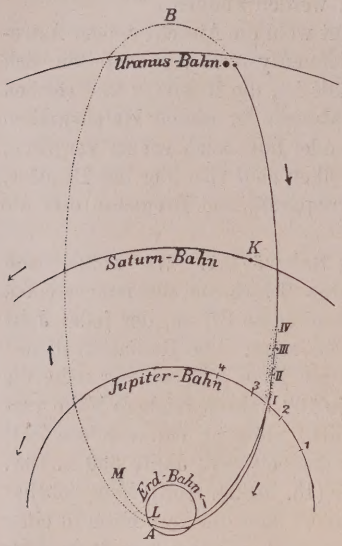


Fig. 189.
Bahn der Leoniden 1866—1900.

[1]) Die Störung der Knotenlänge betrug nach Berberich etwa 1°, was eine Verspätung von einem Tage als Folge gehabt hätte. Aber die starken Änderungen der Exzentrizität und der großen Halbachse vergrößerten sehr erheblich die geringste Distanz zwischen Erde und Leoniden. Während diese Distanz 1866 nur 0.0065 Erdbahnradien betrug, erreichte sie 1899 den fast doppelt so großen Wert von 0.0113 Erdbahnradien.

Der Leonidenring ist spärlich mit Körperchen besetzt, aber wir sahen schon, daß sich auf einer Strecke von etwa $^1/_{10}$ seines Umfanges eine starke Anhäufung, eine Wolke (I bis IV), befindet, die die reichen Fälle verursacht. Diese Wolke hat ihre dichteste Stelle im ersten Drittel ihrer Länge (II); gegen den Anfang zu (I) nimmt ihre Dichte rasch ab, nach dem Ende zu (III) zuerst langsam, so daß sie bis zum zweiten Drittel noch ziemlich groß ist, dann aber wieder rasch abnimmt (IV). Wenn die Erde diese Wolke durchläuft, ereignen sich 3 bis 4 Jahre bedeutendere Fälle, und zwar im ersten Jahre mäßig reiche (Vorläufer I), dann sehr reiche (Hauptschwarm II), im letzten Jahre wieder mäßig reiche (Nachläufer IV). Die Erdbahn wurde nun 1866 im Punkte *A* vom Hauptschwarm durchkreuzt, der 1883 in *B* sein Aphel erreichte. Er näherte sich dann Anfang 1896 der Saturnbahn; seine Entfernung von dem Planeten (*K*) selbst war aber groß, zumal die Leonidenbahn an dieser Stelle ziemlich weit oberhalb der Ekliptik liegt. Mitte 1897 kamen dann die Vorläufer (I) in die Nähe der Bahn des Jupiter, welcher sich in (1) befand, also noch weit ab von den Vorläufern (I) war. Sie erlitten deshalb keine größere Störung und konnten im November 1898 sichtbar werden. Mitte 1898 kam der Hauptschwarm (II) in die Nähe des Jupiter (2), und er blieb außerdem, wie die Figur erkennen läßt, längere Zeit in seiner Nähe, so daß sich die Störungen durch Jupiter stark aufsummieren mußten. Die Bahn des Hauptschwarms (II) nahm dadurch die Form II *LM* an; sie schnitt die Ekliptik in *L* soweit innerhalb der Erdbahn, daß nicht einmal die Randteile der Wolke, die ja nur eine sehr geringe Breite besitzt, die Erde erreichten. Der Hauptschwarm konnte somit 1899 nicht sichtbar werden. Für die immer noch reiche Partie (III), welche Mitte 1899 bei der Jupiterbahn eintraf, gestalteten sich die Verhältnisse noch ungünstiger. Jupiter war nach (3) gewandert, blieb also noch längere Zeit in der Nähe von (III), als vorher in der Nähe von (II). Dadurch ging 1900 auch Teil (III) für uns verloren. Die letzten Nachläufer (IV) hatten aber wieder eine größere Entfernung von Jupiter (4) und konnten daher 1901 beobachtet werden.

Die dichtesten Teile der Leonidenwolke werden wohl kaum je wieder ganz in ihre frühere Bahn zurückkehren, und so glänzende Leonidenfälle wie die von 1799, 1833 und 1866 wird man nie wieder sehen.

Die Bielidenfälle sind meist arm, man kennt aber auch reiche, z. B. 1798, 1838, 1872, und der im Jahre 1885 gehört zu den reichsten überhaupt beobachteten Sternschnuppenfällen. Die Verhältnisse sind bei den Bieliden ganz ungemein verwickelt, da dieser Schwarm eine kurze Umlaufszeit (6 bis 8 Jahre) hat, seine Neigung gegen die Ekliptik nur gering ist und er dem Jupiter und vor allem der Erde nahe kommt. Die Störungen durch diese Planeten sind daher sehr groß, und die Schwärme können nicht lange bestehen, sondern bald nach ihrer Bildung treten reiche Fälle ein, worauf sich der Schwarm sehr schnell zerstreut. So schwanken z. B. die Umlaufszeiten der durch

die Erde gestörten Körperchen zwischen 1.7 und 390 Jahren. Der Knotenpunkt des Schwarmes hat eine rückläufige Bewegung, die aber nicht gleichförmig ist. So ereigneten sich die Fälle zwischen 1741 (das ist der erste bekannte Bielidenfall) und 1847 am 6. Dezember, die von 1872 und 1885 am 27. November und der von 1892 am 23. November.

Der Strom verhält sich also ganz ähnlich, wie der ihn erzeugende Komet, dessen Kern sich Ende 1845 teilte, und der nach 1852 nicht mehr gesehen worden ist. Nach Schulhof muß man annehmen, daß sich der Komet aber schon früher mehrfach geteilt hat. Die Fälle von 1798 und 1838 entstammen einem Fragment, das sich wohl vor 1772 ablöste; die neuen Bieliden haben sich vielleicht durch die 1841 erfolgte starke Jupiterstörung gebildet, und die letzten Fälle (1872, 1885, 1892) können nicht die Reste der zwei Kerne sein, die man 1846 und 1852 sah, sondern sie müssen von anderen Fragmenten herrühren. Die Lebensgeschichte der Bieliden ist somit noch nicht genügend erforscht.

Folgende von Newton für den sehr reichen Bielidenfall des 27. November 1885 gegebene Zahlen dürften ein ungefähres Bild von der Beschaffenheit eines stark bevölkerten Stromes geben. Im dichtesten Teil des Stromes war nur ein einziges Meteor in einem Würfel von 32 km Kantenlänge vorhanden. Die durchschnittliche stündliche Zahl der zur Zeit der größten Stromtätigkeit gesehenen Meteore betrug für einen einzelnen Ort 75 000. Die Breite des Bielidenschwarmes war höchstens 160 000 km.

Sporadische Sternschnuppen. Obwohl die sporadischen Sternschnuppen bei weitem nicht so das Interesse der Astronomen erregten als die periodischen, haben sie doch durch die statistischen Untersuchungen von H. A. Newton und Schiaparelli zu sehr wichtigen Resultaten geführt. Nach ersterem scheinen diese Meteore im Raume zufällig verteilt zu sein im Gegensatz zu den periodischen, die in Ringen angeordnet sind. Die Zahl der auf der ganzen Erdoberfläche sichtbaren sporadischen Sternschnuppen ist etwa das 10 460 fache der Zahl, die an einem einzigen Ort gesehen werden kann. Wenn man annimmt, daß ein Beobachter in der Stunde etwa 6 Meteore sieht, fallen also täglich fast 1½ Millionen Meteore. Nimmt man die teleskopischen noch hinzu, so erhöht sich diese Zahl auf viele Millionen, und die Zahl der im ganzen Sonnensystem vorhandenen ist über alle Vorstellungen groß. Selbst wenn jedes Körperchen nur eine ganz kleine Masse besitzt, muß die Masse der Erde doch im Verlauf der Zeiten durch den Fall von Sternschnuppen merklich zunehmen. H. A. Newton hält übrigens die sporadischen Sternschnuppen nicht für Trümmer von Himmelskörpern, sondern vielmehr für Bausteine, aus denen sich solche bilden. Sein Versuch, die mittleren Geschwindigkeiten der Sternschnuppen aus den beobachteten Werten derselben zu bestimmen, scheiterte daran, daß diese Beobachtungen mit viel zu großen Fehlern behaftet sind; aber er erkannte bald, daß das Gesetz der täglichen Variation der Häufigkeit der

Meteore Aufschlüsse über die Geschwindigkeiten der Meteore im Raum geben muß. Aus der Diskussion der Beobachtungen von Herrick und Coulvier-Gravier schloß er, daß die mittlere Geschwindigkeit größer als die der Erde sein und etwa der der Kometen nahekommen muß. Inzwischen war nämlich die Theorie der stündlichen Variation von Bompas (1857), die der jährlichen von A. S. Herschel (1864) gegeben worden, nachdem Brandes schon 1827 den Grund dieser beiden Erscheinungen richtig erkannt hatte. Man denke sich die Erde unbewegt im Raume und diesen von Meteoren jeder Bewegungsrichtung durchkreuzt. Dann werden alle Teile der Erdoberfläche in gleicher Weise von Meteoren getroffen werden, und diese Sachlage wird auch nicht geändert, wenn die Erde um ihre Achse rotiert. Denkt man sich die Erde hingegen mit einer Geschwindigkeit begabt, welche die der Meteore übertrifft, so wird die Erdhalbkugel, die in der Richtung der Bahnbewegung der Erde liegt, alle Meteore auffangen, während die Rückseite davon verschont bleiben wird. Rotiert nun die Erde um ihre Achse, so ist es klar, daß eine Änderung in der Häufigkeit der Sternschnuppen für einen gegebenen Ort je nach der Tageszeit eintreten muß (stündliche Variation), und zwar wird die Häufigkeitszahl davon abhängen, wie hoch sich der Punkt, auf welchen zu die Erde sich bewegt, der Apex, über dem Horizont befindet. Dieser Punkt liegt nun immer nahezu 90° westlich von der Sonne; er ist daher immer in den Morgenstunden in der oberen, in den Abendstunden in der unteren Kulmination, so daß in den Morgenstunden mehr Meteore gesehen werden müssen als in den Abendstunden, ferner am Osthimmel mehr als am Westhimmel (azimutale Variation), wie es auch die Beobachtungen ergeben haben.

Auf die nämliche Weise erklärt sich die jährliche Variation. Der Apex durchläuft in einem Jahr die ganze Ekliptik; diese hat aber, je nach der Jahreszeit, eine verschiedene Höhe über dem Horizont, die größte zur Zeit des Herbsttäquinoktiums, die kleinste zur Zeit des Frühlingsäquinoktiums. Da die Zahl der sichtbaren Meteore außer von ihrer Geschwindigkeit in der Hauptsache von der Höhe des Apex über dem Horizont abhängt, muß die erste Hälfte des Jahres ärmer an Sternschnuppen sein, als die zweite. Dies gilt für die nördliche Erdhalbkugel; für die südliche kehren sich die Verhältnisse um. Am Äquator selbst ist die jährliche Variation nicht bemerkbar, während die tägliche ein Maximum erreicht; an den Polen dagegen hat die jährliche Variation ein Maximum, während die tägliche verschwindet. Die relative Häufigkeit der Sternschnuppen hängt somit auch von der geographischen Lage des Beobachtungsortes ab, worauf zuerst von Niessl aufmerksam machte.

Die Zahl der sichtbaren Meteore ist aber, wie wir in der vorstehenden Erläuterung der Variationen sahen, auch noch von dem Verhältnis der Geschwindigkeiten von Erde und Meteoren abhängig. Kennt man daher den

Betrag der stündlichen Variation aus Beobachtungen, so läßt sich umgekehrt die mittlere Geschwindigkeit der Meteore berechnen, da ja die Erdgeschwindigkeit bekannt ist. Diese Rechnung führten Newton (1864) und unabhängig von ihm Schiaparelli (1866) aus; letzterer fand, das Resultat von Newton bestätigend, daß die mittlere Geschwindigkeit der Meteore parabolisch sein muß. Das war ein sehr wichtiges Ergebnis, denn nun konnte man für alle Ströme, deren scheinbare Radianten bestimmt waren, die kosmischen Bahnen ableiten, und tatsächlich hat Schiaparelli seine erste Perseidenbahn auf diesem Wege bestimmt und so den Zusammenhang zwischen Sternschnuppen und Kometen erkannt. Außer ihm haben später besonders noch Kleiber, Denning und Olivier zahlreiche parabolische Bahnen von Sternschnuppen berechnet, so daß man über die Bahnverhältnisse der nicht periodischen Meteore einigermaßen unterrichtet ist. Streng richtig ist dieses Verfahren indessen nicht, da die parabolische Geschwindigkeit nur einen statistischen Durchschnittswert der Geschwindigkeiten darstellt, der bei seiner Anwendung im Einzelfalle Unrichtigkeiten geben kann und wird.

Bei der Vergleichung der Theorie der täglichen Variation mit den Ergebnissen der Beobachtungen bemerkte nun schon Schiaparelli, daß eine völlige Harmonie zwischen beiden nicht besteht. Nach der Theorie sollte nämlich ein Häufigkeitsmaximum um 18^h eintreten; es tritt aber schon 3 Stunden früher ein, auch ist der Betrag der beobachteten Schwankung etwas größer, als er sein sollte. Es gelang weder ihm noch von Niessl und anderen, diesen Widerspruch zu beseitigen. Wahrscheinlich ist die Annahme der gleichförmigen Verteilung der Meteore im Raume, welche für die Aufstellung der Theorie gemacht wurde, nicht ganz richtig, oder es gibt gewisse Vorzugsrichtungen in der Bewegung der Sternschnuppen. Jedenfalls ist diese Frage auch heute noch unbeantwortet, wie so viele in der Meteorastronomie.

Feuerkugeln und Meteoriten.

Die äußere Erscheinung, welche eine Feuerkugel darbietet, weicht trotz mancher Ähnlichkeiten von der einer Sternschnuppe ab. Die Feuerkugel leuchtet in geringer Helligkeit auf, nimmt aber dann schnell und so stark an Licht zu, daß die Gegend, über welche sie hinwegzieht, oft taghell erleuchtet wird; ja es sind Fälle vorgekommen, wo die Erleuchtung sogar bei Tageslicht wahrgenommen wurde. Gleichzeitig ändert sich auch die Farbe, die anfangs weiß oder gelblich ist, in Grün und gegen Ende in Rot. Im Verlauf der Erscheinung schwankt häufig die Intensität sprungweise, die Feuerkugel flammt unter Funkensprühen plötzlich auf und wird ebenso schnell wieder schwächer. Auf der Bahn des Meteors bleibt mehrere Minuten, häufig auch länger, ein geradliniger, weißglänzender Schweif von oft bedeutender Länge (100 km und mehr) und Breite (10 bis 15 km) zurück, der

durch die Einwirkung von Luftströmungen oder Winden sich nach und nach schrauben- oder zickzackförmig windet, bis er ganz verweht wird. Findet der Fall am Tage statt, so sieht man statt des leuchtenden Schweifes einen dunklen „Rauchstreifen". Endlich scheint das Meteor momentan still zu stehen (Hemmungspunkt), die Lichtintensität erreicht ihr Maximum, es folgt eine Art von Explosion, nach der das Meteor plötzlich erlischt. Nicht

Fig. 190. Der Meteorit von Treysa.

selten folgen der Explosion einige Sekunden oder Minuten später Detonationen (detonierende Feuerkugeln). Ein Knall oder donnergleiche Geräusche werden in einem Umkreise bis 100 oder mehr km Radius gehört, welche die Fensterscheiben erschüttern und die Bevölkerung in Schrecken versetzen. Die typische Erscheinung einer Feuerkugel hat eine große Ähnlichkeit mit der einer Leuchtkugelrakete. Auf die Explosion und die Detonation folgt, freilich recht selten, der Fall von Meteorsteinen. Da das Meteor im Hemmungspunkte seine Geschwindigkeit fast ganz verloren hat, fällt es nach den Gesetzen der Schwere nahezu senkrecht herunter, nur noch schwach in rotem Lichte

leuchtend, oder falls das Ereignis am Tage stattfindet, als schwarzer Körper erscheinend. Es schlägt stets nur wenig tief in die Erde ein und ist dann noch einige Zeit heiß; äußerlich zeigt es deutlich eine Schmelzkruste (Fig. 190). Teilt sich aber das Meteor im Hemmungspunkte in mehrere Stücke, so werden diese auf eine nahezu elliptische Fläche (Streufeld) verstreut. Die größeren Fragmente setzen ihre schräge Bahn weiter fort als die kleinen, welche steiler herabfallen. Im Streufeld sind daher die Steine ihrer Größe nach geordnet. Die große Achse dieses Feldes liegt meist in der Richtung der Meteorbahn, doch hat man auch starke Verschwenkungen des Streufeldes beobachtet. So erstreckte sich z. B. die Längsachse der Streufläche der Pultusker Meteorsteine von SSW nach NNO, während das Meteor selbst von WSW nach ONO zog.

Solche Steinregen gehören zu den sehr seltenen Ereignissen; die bekanntesten seit 1800 sind folgende:

L'Aigle, Frankreich	1803 April 26
Weston, Conn., U. S. A.	1807 Dezember 14
Stannern, Mähren	1808 Mai 22
New Concord, Ohio, U. S. A.	1860 Mai 1
Knyahinya, Ungarn	1866 Juni 9
Pultusk, Polen	1868 Juni 30
Hessle, Schweden	1869 Januar 1
Homestead, Jowa, U. S. A.	1875 Februar 12
Mocs, Ungarn	1882 Februar 3
Forest, Jowa, U. S. A.	1890 Mai 2
Holbrook, Arizona	1912 Juli 19

Die Zahl der aufgefundenen Steine schwankt innerhalb sehr weiter Grenzen und ist häufig sehr groß. So fand man nach dem Steinregen von Holbrook über 14 000, nach dem von Pultusk etwa 100 000, nach dem von Mocs noch mehr Steine. Auch das Gewicht der einzelnen Steine schwankt stark. Bei dem Steinfall von Hessle fand man neben größeren Stücken auch Körner und selbst Staub, während man von dem Fall von Knyahinya ein Stück im Gewichte von 300 kg aufbewahrt. Etwas seltener als Meteorsteinfälle sind die Meteoreisenfälle, dafür haben aber die zur Erde gelangenden Stücke meist ein größeres Gewicht als die Meteorsteine. So hat das in der Nähe des Jenissei 1750 gefundene, von Pallas untersuchte Meteoreisen ein Gewicht von 635 kg, das 1783 von den Spaniern bei Otumpa (La Plata) gefundene 15 000 kg, und der Meteorit von Willamette (südlich von Portland, Oregon), der sich jetzt im Naturhistorischen Museum von New York befindet, wiegt 16 Tonnen[1]).

[1]) Man hat die 1870 von Nordenskiöld in Ovifak (Grönland) gefundenen riesigen Eisenblöcke eine Zeitlang für Meteoriten gehalten, doch ist jetzt sichergestellt, daß es sich hier um ein irdisches Vorkommen von gediegenem Eisen handelt.

Die Zahl der Feuerkugeln ist im Verhältnis zu der der Sternschnuppen sehr klein, die der detonierenden Feuerkugeln noch geringer, und die Meteoritenfälle gehören, wie schon erwähnt, zu den Seltenheiten. Immerhin befinden sich in den großen Sammlungen doch mehrere hundert Meteoriten von verschiedenen Fundorten, und wenn man bedenkt, daß diese fast sämtlich auf der nördlichen Hemisphäre, also auf einem nur kleinen Teile der Erdoberfläche gefunden wurden, im übrigen aber sicher viele gefallen sind, ohne daß man sie fand, so muß die Zahl der Meteoriten überhaupt doch recht beträchtlich sein.

Chemische und mineralogische Beschaffenheit. Seit dem Ende des 18. Jahrhunderts sind von Chemikern und Mineralogen zahlreiche chemische Analysen neuerer wie älterer Meteoriten ausgeführt worden, und neuerdings hat Crookes auch eine größere Anzahl spektroskopisch untersucht. Sie ließen zwar keine neuen Elemente erkennen, aber es zeigte sich, daß sich einige der bekannten Elemente zu Mineralen verbunden haben, welche man bisher auf der Erde nicht gefunden hat. Solche Minerale sind z. B. verschiedene Eisen-Nickel-Legierungen, Kohlenstoffeisen, Schreibersit, Troilit, Cohenit, Moissanit. Es ist aber zu erwähnen, daß, wenn man bisher auch kein natürliches Vorkommen dieser Minerale auf der Erde kennt, die Eisentechnik diese Verbindungen schon längst hergestellt hat und zu verwenden weiß. So ist Kohlenstoffeisen als Martensit (FeC), Schreibersit als Eisenphosphid (Fe_3P), Troilit als Eisensulfid (FeS), Cohenit als Cementit (Fe_3C), Moissanit als Siliziumkarbid (SiC) bekannt.

Fig. 191. Eisenmeteorit oder Siderit (geätztes Meteoreisen von Toluca in Mexiko).

Weiterhin zeigen einige der in den Meteoriten vorkommenden Verbindungen gewisse charakteristische Merkmale, so daß man diese Massen stets als Bestandteile eines Meteors erkennen zu können glaubte, ohne es wirklich fallen gesehen zu haben. Wird z. B. ein Eisenmeteorit angeschliffen und dann mit einer Säure geätzt, so treten die für diese Körper charakteristischen „Widmannstättenschen Figuren“ (Fig. 191) deutlich hervor, welche man bei irdischen Eisenvorkommen nicht erhält. Aber es ist Benedicks in Upsala gelungen, diejenigen Temperaturbedingungen aufzufinden, unter welchen eine den Meteoriten in ihrer Zusammensetzung gleichende Eisenlegierung sich bilden kann, welche beim Anätzen diese Figuren zeigt.

Nachdem sich auch andere Struktureigentümlichkeiten (Chondrenstruktur), die man früher als nur in Meteorsteinen vorkommend ansah, an Gesteinen der Erde gefunden haben, und da man sie auch künstlich in Schmelzen reproduzieren kann, sieht die heutige Meteoritenkunde keinen ausgeprägten Gegensatz mehr zwischen irdischen Gesteinen und Meteoriten, wie man das früher tat.

G. Rose teilte (1865) die Meteoriten nach ihrer Zusammensetzung in verschiedene Klassen ein, und diese Einteilung ist, wenn sie auch erweitert werden mußte, doch die Grundlage der heutigen Meteoritenkunde geblieben. Man unterscheidet im wesentlichen vier Hauptgruppen: 1. Meteorsteine, 2. Mesosiderite, 3. Meteoreisen mit Silikaten (Pallasite), 4. Meteoreisen. Die Hauptgruppen werden je nach dem Mineralbestand und der Strukturbeschaffenheit in zahlreiche Unterabteilungen zerlegt. Es würde zu weit führen, diese alle hier aufzuzählen.

Die Meteorsteine enthalten hauptsächlich die Mineralien Augit, Bronzit, Enstatit, Olivin, Anorthit, Leucit, manchmal kleine Mengen von gediegenem Eisen und Magnetkies, selten amorphe Kohle und Diamant. Die Mesosiderite bestehen aus einem Eisennetz, in welchem Olivin und Bronzit mit wechselnden Mengen von Plagioklas und Augit die Maschen füllen; sie bilden also einen Übergang zu den eigentlichen Meteoreisen, ebenso wie die Pallasite. Letztere bestehen aus einem fest zusammenhängenden Eisengerippe mit Körnern von Olivin oder Bronzit, das Eisen überwiegt aber schon die anderen Mineralien. Die Meteoreisen endlich setzen sich ganz aus Eisen, den Legierungen des Eisens mit Nickel, Kobalt und Chrom und den schon oben erwähnten Eisenverbindungen zusammen.

Sehr auffällig ist es, daß sich unter den in den Meteoriten vorkommenden Mineralien bisher Quarz nie gefunden hat, welcher auf der Erde das häufigste und reichlichst vorkommende Mineral ist. Schließlich mag noch erwähnt werden, daß einige Meteoriten auch Gase und zwar Wasserstoff und Kohlensäure enthalten.

Unterschiede zwischen Sternschnuppen und Feuerkugeln. Da die äußeren Erscheinungen der Feuerkugeln und die der Sternschnuppen manche Ähnlichkeiten aufweisen, hat man beide Arten von Himmelskörpern „als die äußersten Punkte einer Skala von Phänomenen angesehen, welche von einem Punkt zum anderen eine kontinuierliche Reihe von Abstufungen darbietet, bei welcher man schwer die Grenze einer Trennung in zwei deutlich bestimmte Klassen unterscheiden kann". Diese Ansicht vertrat z. B. Schiaparelli, und sie hat eine gewisse Berechtigung, nur darf sie nicht verallgemeinert werden. Bei den großen Leoniden- und Bielidenfällen hat man nämlich Feuerkugeln beobachtet, die aus demselben Radianten wie die Sternschnuppen kamen. Zweifellos waren diese Feuerkugeln nur ungewöhnlich helle Sternschnuppen. Detonierende Feuerkugeln oder Meteo-

riten aber, aus Radianten der Sternschnuppen zur Zeit ihrer Radiation kommend, sind bisher niemals gesehen worden. Weiterhin verläuft die tägliche und jährliche Variation der Häufigkeit der Meteoriten durchaus anders als die der Sternschnuppen. Wie folgende Tabellen zeigen, fallen die meisten Meteoriten zwischen Mittag und Mitternacht, also wenn der Antiapex seine höchste Stellung hat, während das tägliche Maximum der

Zeit	Zahl
0^h bis 6^h	122
6 „ 12	58
12 „ 18	21
18 „ 24	67

Monat	Zahl	Monat	Zahl
Januar	25	Juli	23
Februar	24	August	36
März	22	September	30
April	32	Oktober	24
Mai	44	November	24
Juni	45	Dezember	21

Sternschnuppenhäufigkeit dann eintritt, wenn der Apex hoch steht, d. h. zwischen Mitternacht und Morgen. Ferner sind Mai und Juni die an Meteoriten reichsten Monate, während die Herbstmonate die größte Sternschnuppenzahl zeigen. Diese von den Meteoriten befolgten Regeln gelten nach den Untersuchungen von Niessls auch für die großen Feuerkugeln.

Noch größere Unterschiede bestehen zwischen den kosmischen Bahnen der Sternschnuppen einerseits und der Feuerkugeln und Meteoriten andererseits. Die Berechnung der Bahn dieser Himmelskörper erfolgt in zwei Abschnitten. Zunächst bestimmt man nach dem von Brandes und Benzenberg für Sternschnuppen benutzten Prinzip die geographische Lage der Orte, in deren Zenit der Hemmungs- und der Aufleuchtungspunkt des Meteoriten liegen, sowie die Höhe dieser Punkte über der Erde. Daraus wird dann die Lage der Bahn (der scheinbare Radiant) und ihre Länge gefunden, und falls die Zeitdauer der Erscheinung beobachtet wurde, auch die relative Geschwindigkeit der Feuerkugel. Da sowohl die scheinbare Bahnlänge als auch die Zeitdauer bei den Feuerkugeln größer ist als bei den Sternschnuppen und auch meistens von zahlreichen Orten im Umkreis der Erscheinung Beobachtungen vorliegen, läßt sich die irdische Bahn der Feuerkugeln mit viel größerer Sicherheit bestimmen, als dies bei den Sternschnuppen der Fall ist. Ein gutes Beispiel hierfür bietet die durch A. Wegener ausgeführte Bahnbestimmung des am 3. April 1916 in Treysa (Kurhessen) gefallenen Meteoriten. Obgleich die einzelnen Beobachtungen zum Teil erheblich fehlerhaft waren, wurde der Meteorit doch nur 800 m entfernt von der Stelle aufgefunden, an der er nach der Untersuchung Wegeners niedergefallen sein sollte. Die kosmische Bahn folgt leicht aus der Position des scheinbaren Radianten und der relativen Geschwindigkeit.

Als Resultat zahlreicher derartiger Rechnungen besonders durch H. A. Newton, von Niessl, Denning, Hoffmeister und andere folgt nun, daß die

bei weitem größte Zahl der Feuerkugeln und Meteoriten sich in stark hyperbolischen Bahnen um die Sonne bewegt, die Neigung dieser Bahnen gegen die Ekliptik fast immer gering ist, rückläufige Bahnen zu den Seltenheiten gehören und die Periheldistanzen in der Hauptsache zwischen 0.5 und 1.0 Erdbahnhalbmessern liegen. Die periodischen Sternschnuppenschwärme, über deren Bahnen man genügende Kenntnis hat, verhalten sich dagegen, wie wir früher sahen, in jeder Beziehung genau entgegengesetzt; sie sind Glieder des Sonnensystems, die Feuerkugeln dagegen „Boten der fernen Fixsternwelt". Eine engere Verwandtschaft zwischen letzteren und den Sternschnuppen dürfte daher nach dem heutigen Stande unseres Wissens nicht bestehen.

Es ist nun recht sonderbar, daß sich die meisten Feuerkugeln und Meteoriten rechtläufig, wie die Planeten, bewegen, d. h. in ihrem Laufe der Erde folgen und sie schließlich einholen. H. A. Newton, der zuerst auf diese Tatsache aufmerksam geworden war, zeigte, daß es keinen Grund zu der Annahme gibt, daß rückläufige Meteoriten von den Beobachtern eher übersehen werden können, als rechtläufige. Er sah daher die rechtläufige Bewegung als eine spezielle Eigentümlichkeit dieser Himmelskörper an. Von Niessl, der diese Frage an einem weit reicheren und besseren Material studierte, als es Newton zur Verfügung gestanden hatte, kam aber zu einer anderen Ansicht. Bevor wir diese auseinandersetzen, wollen wir aber erst mit von Niessl die Einwirkung des Luftwiderstandes auf die Bewegung und die äußeren Erscheinungen der Meteore genauer betrachten; denn bei den enormen in Betracht kommenden Geschwindigkeiten spielt dieser eine ganz wesentliche Rolle im Verlaufe der Erscheinung.

In den obersten Atmosphärenschichten ist der Widerstand, den ein Meteor durch die Luft erleidet, gering, steigt dann aber sehr rasch mehr und mehr an und wird in der Nähe des Hemmungspunktes ganz außerordentlich groß, so daß die immerhin noch sehr hohe Restgeschwindigkeit des Meteors hier fast momentan vernichtet wird, gleichsam als ob das Meteor auf ein festes Hindernis stoße. Die beobachtete Geschwindigkeit wird somit schon im Aufleuchtungspunkte kleiner als die ursprüngliche sein, und später wird ihre Größe davon abhängen, in welchem Teile seiner Bahn das Meteor gesehen wird. Bei seinen zahlreichen Bahnbestimmungen von Feuerkugeln hat von Niessl dies wiederholt nachweisen können. Ein gutes Beispiel hierfür bietet die von C. Hoffmeister untersuchte Feuerkugel vom 3. September 1916, bei welcher die Beobachtungen so verteilt waren, daß die Geschwindigkeit für einzelne Punkte der Bahn in verschiedenen Abständen vom Hemmungspunkt berechnet werden konnte. Man sieht aus nachstehender Tabelle deutlich die rasche Abnahme der Geschwindigkeit bei der Annäherung an den Hemmungspunkt, wo sie nahezu Null wird.

Abstand vom Endpunkt	Geschwindigkeit pro Sekunde
306 km	57.0 km
239 „	55.6 „
169 „	50.4 „
123 „	40.5 „
66 „	34.8 „

Der Luftwiderstand wächst schnell mit der Größe der Geschwindigkeit. Rückläufige Meteore, die größere relative Geschwindigkeiten als rechtläufige haben, werden daher früher aufleuchten, aber auch weniger tief in die Atmosphäre eindringen können, als rechtläufige, sie werden somit in größerer Entfernung vom Beobachter bleiben.

Die durch den Luftwiderstand verlorene Bewegungsenergie wird, wie wir schon früher sahen, in Wärme umgesetzt; der Meteorkörper und die ihn umgebende Lufthülle nehmen eine hohe Temperatur an, und schließlich wird der Körper besonders im Hemmungspunkt einen mehr oder minder großen Massenverlust erleiden. Dies beweisen sowohl die äußeren Erscheinungen eines Falles (Lichtschweife, Funkensprühen), als auch die in den Sammlungen befindlichen Steine selbst, die deutliche Spuren der Abschmelzung und Verdampfung zeigen. Je größer nun die Geschwindigkeit des Meteors ist, um so stärker wird es erhitzt und angegriffen, ja bei genügend großer Geschwindigkeit kann es im Hemmungspunkt ganz verdampft und aufgelöst werden, falls es nicht eine sehr große Masse besitzt, wie das beispielsweise bei dem Steinregen von Stannern der Fall war. Rückläufige Meteore werden daher ganz besonders häufig dieser Vernichtung anheimfallen. Von Niessl nimmt daher an, daß Feuerkugeln und Meteoriten sich zwar sowohl recht- als auch rückläufig bewegen können, daß aber die rückläufigen infolge ihrer höheren geozentrischen Geschwindigkeit schon in großen Höhen erlöschen und daher weder als helle Feuerkugeln sichtbar werden, noch als Meteoriten zur Erde gelangen können. In der Tat beseitigt diese Erklärung die Schwierigkeit, welche die überwiegend große Häufigkeit rechtläufiger Feuerkugeln und Meteoriten ergab.

Dimensionen der Feuerkugeln. Es bleibt nur noch zu erklären, wie solche kleinen Körper so blendende Lichterscheinungen geben können, und warum so viele Feuerkugeln Durchmesser von Hunderten, ja Tausenden von Metern[1]) zu haben scheinen. Wir sahen bereits, daß nicht nur der feste Körper des Meteors glühend wird, sondern daß auch die ihn umgebende Dampfwolke und besonders die aus außerordentlich stark komprimierter Luft bestehende Hülle bedeutende Helligkeit ausstrahlen müssen. Beide Hüllen müssen weit größere Dimensionen besitzen, als der feste Meteorkörper selbst. Aber der große Durchmesser der Feuerkugeln wird auch noch auf eine andere Weise vorgetäuscht. Man nahm meist an, daß das Meteor im Hemmungs-

[1]) Von Niessl fand für die Feuerkugeln vom 23. Oktober 1887, 20. November 1898 3. Oktober 1901 und 2. November 1903 Durchmesser von 1, 1.1, 1.2 und 1.9 km.

punkte eine Art von Explosion erleidet, und gewiß ist das häufig zutreffend. So wurden z. B. von dem am 12. Mai 1861 bei Butsura (bei Goruckpur in Ostindien) erfolgten Steinfall in 3 km Entfernung voneinander Stücke aufgefunden, die mit ihren Bruchflächen genau aneinander paßten. Sie rührten daher bestimmt von der Zertrümmerung eines einzigen Stückes her, und auch sonst hat man manchmal Stücke mit frischen Bruchflächen, ohne Schmelzrinde, gefunden, aber dies sind doch nur seltenere Vorkommen. Meist zeigen bei den größeren Steinfällen die einzelnen Stücke ringsherum die bekannten Schmelzkrusten, und man muß annehmen, daß bereits während des ganzen Durchganges durch die Atmosphäre eine Schar einzelner Körper vorhanden gewesen ist, etwa in der Form einer Wolke oder eines Schwarmes kleinerer Körper. Eine solche Ansammlung hat natürlich weit größere Dimensionen als ein einzelner Körper. Vor dem Eintritt in die Atmosphäre konnten diese Partikeln nach beliebigen Gesetzen in der Wolke geordnet sein, z. B. die großen Stücke in der Mitte, aber nach dem Eintritt müssen sich diese Anordnungen sofort umgestalten, denn der Widerstand der Luft und die Reibung sind um so größer, je kleiner die Stücke sind. Die größeren werden bald den kleineren vorauseilen, und wenn es schließlich zum Steinfall kommt, werden erstere weiter nach vorn liegen, als letztere. Gerade das hat man nun bei verschiedenen Steinfällen, z. B. bei dem von Pultusk, beobachtet. Bei der Explosion eines Meteors ist eine solche Sortierung nach der Größe der Stücke überhaupt nicht denkbar. Diese Sortierung ist jedoch nicht nur in einzelnen, sondern in den meisten Fällen beobachtet worden (L'Aigle [1803], Weston [1807], Stannern [1808], Toulouse [1812], Mezö-Madarasz [1852], Pillistfer [1863], Knyahinya [1866], Villanova [1868], Pultusk [1868], Hessle [1869], Bhawalpur [1873], Marengo-Jowa [1875], Mócs [1882]), so daß man sie als Regel ansehen muß. Durch die zuerst von Haidinger und Galle gemachte Annahme, daß das Meteor nicht aus einem Stück, sondern aus einer Wolke von Stücken besteht, findet diese Sortierung ihre volle Erklärung, ebenso wie die so oft beobachtete bedeutende Größe der Feuerkugeln, die nicht zu den Dimensionen der zur Erde niedergefallenen Meteoriten passen wollte. Sobald sich die Glieder eines Schwarmes infolge des Luftwiderstandes so geordnet haben, daß die größeren vorauseilen, versteht man auch, daß die kleinen nicht gänzlich vernichtet werden, denn sie werden, gewissermaßen durch die großen geschützt, einen wesentlich geringeren Widerstand in der Luft erleiden und diesen aushalten können, ohne aufgelöst zu werden. Die Luft wird nämlich am stärksten durch die großen voraneilenden Meteoriten komprimiert; hinter ihnen kann sogar eine Luftverdünnung entstehen, und der schließlich stattfindende Ausgleich der Luftdichte im Hemmungspunkte erzeugt die Detonation, die man früher immer als durch die Explosion eines einzelnen Körpers entstanden ansah. Für die Richtigkeit der Haidinger-Galleschen Erklärung hat man aber auch direkte Beweise. Bei

dem Steinfall von Rochester (21. Dezember 1876) sah man in Bloomington, daß das Meteor aus einem Schwarme von vielleicht 100 einzelnen Körpern bestand, und bei dem einzigartigen Phänomen des Feuerkugelschwarmes vom 9. Februar 1913, der in einer Längenausdehnung von 2318 km von Mortlach (Canada) quer durch Nordamerika bis zu den Bermudainseln zog, beobachtete man 10 bis 20 Gruppen, deren jede aus 30 bis 40 einzelnen Meteoren bestand. Hierher gehört auch die teleskopische Beobachtung des Feuermeteors vom 18. Oktober 1863 durch J. Schmidt. Die eigentliche Feuerkugel setzte sich aus zwei Kugeln zusammen, der Schweif bestand aus einer Schar kleiner Kugeln.

Feuerkugelströme. Stellt man die Daten der im Laufe der Zeiten beobachteten Feuerkugeln zusammen, so bemerkt man, daß nicht selten zwei oder auch mehrere dieser Himmelskörper nahe gleiche Radianten und Radiationszeiten besitzen, wie beispielsweise die folgenden Paare von Feuerkugeln.

Datum des Falles	Radiant	
	AR	Dekl.
1874 April 10	19°	+ 57°
1876 April 9	17	+ 57
1883 März 13	149°	— 9°
1877 März 17	145	— 4
1889 Oktober 15	24°	+ 18°
1877 Oktober 19	20	+ 15

Bei näherer Nachforschung fand von Niessl ferner Fälle, wo bei nahezu übereinstimmender Bahnlage ein Abstand im Datum von mehreren Wochen, ja von Monaten besteht. Diese Übereinstimmungen kann man kaum als Werk des Zufalls ansehen, vielmehr deuten sie auf die Existenz von Feuerkugelsystemen hin, und von Niessl untersuchte, ob sich diese Erscheinung nicht durch Feuerkugelströme von außerordentlicher Breite, etwa der der Erdbahn, erklären läßt. Bei dem Eintritt eines solchen Stromes in das Sonnensystem haben sämtliche Glieder desselben gleiche Bewegungsrichtung und gleiche (hyperbolische) Geschwindigkeit; im System selbst aber werden die einzelnen Glieder besondere Bahnen durchlaufen, je nach dem Orte, an welchem sie mit der Erde zusammentreffen. Nur der hyperbolische Charakter der Bahn bleibt erhalten. Es können also Feuerkugeln mit ganz verschiedenen Bahnelementen ein und demselben Strom angehören, und über die Zugehörigkeit einer Feuerkugel zu einem Strome entscheidet ganz allein der *kosmische Ausgangspunkt* und die Geschwindigkeit beim Eintritt in das Sonnensystem. Derjenige Hyperbelast nämlich, welchen das Meteor vor dem Zusammenstoß mit der Erde durchläuft, gibt, in den Weltenraum hinaus verlängert, die heliozentrische Bewegungsrichtung der Feuerkugel für den Punkt, in welchem sie in den Anziehungsbereich der Sonne kommt, d. h. den kosmischen Ausgangspunkt. Als Beispiel sei der Feuerkugelstrom mit dem scheinbaren Radianten in der Nähe der Plejaden angeführt.

Datum des Falles	Radiant	
	AR	Dekl.
1805 Oktober 23	52°	+ 16°5
1849 November 5	64	18
1869 „ 6	56.5	22
1876 „ 8	55	21
1864 „ 11	55	21
1861 „ 12	61	20
1865 „ 13	61	17
1859 „ 15	64	25
1848 „ 17	58	20
1865 „ 21	58	18
1877 „ 23	62	21
1872 „ 28	61	21
Mittel:	59	+ 20.0

Seine einzelnen Glieder sind mit einer Geschwindigkeit von etwa 45 km in einer Richtung, die durch 28° Länge und 0° Breite bestimmt ist, in das Sonnensystem eingedrungen. Die Verschiebung des scheinbaren Radianten infolge der Bewegung der Erde ist in diesem Falle so gering, daß sie sich kaum in den einzelnen Positionen bemerkbar macht, zumal deren Genauigkeit nicht groß ist. In anderen Fällen ist aber diese Verschiebung erheblich, so daß der scheinbare Radiant seine Lage am Himmel stark ändert. Folgendes Beispiel zeigt dies aufs deutlichste.

Datum des Falles	Scheinbarer Radiant		Kosmischer Ausgangspunkt	
	Länge	Breite	Länge	Breite
1909 Mai 19	253°0	+ 2°5	226°3	+ 2°8
1869 „ 20	242.1	+ 2.5	212.7	+ 2.6
1910 „ 23	249.5	+ 3.3	220.8	+ 3.5
1886 Juni 2	251.3	+ 2.0	221.4	+ 2.0
1899 „ 2	250.7	— 1.0	220.5	— 1.0
1883 „ 3	251.4	+ 2.0	221.4	+ 2.0
1883 „ 3	249.9	+ 2.0	219.8	+ 2.0
1878 „ 7	250.9	+ 1.0	220.5	+ 1.0
1873 „ 17	250.5	+ 2.0	219.6	+ 1.7
1908 „ 28	242.0	+ 0.7	213.4	+ 1.1
1908 Juli 1	251.0	+ 2.0	220.9	+ 2.0
1901 „ 8	254.5	— 1.5	223.6	— 1.1
1879 „ 13	247.9	+ 2.5	220.2	+ 1.7
1900 „ 17	250.6	+ 2.0	223.1	+ 1.3
1872 „ 22	250.0	+ 7.0	223.1	+ 4.6
1846 „ 23	247.9	— 0.5	222.4	— 0.3
1903 September 1	234.5	+ 4.5	224.3	+ 2.1
1910 „ 23	224.0	+ 5.0	219.4	+ 2.3
Mittel:			220.8	+ 1.6

Diese Feuerkugelströme sind wesentlich verschieden von den periodischen Sternschnuppenschwärmen, deren einzelne Glieder nahezu gleiche Bahnen beschreiben; letztere sind planetarische Gebilde, die Feuerkugelströme aber stellare. Man hat nun die Frage aufgeworfen, ob es außer den planetarischen auch stellare Sternschnuppenschwärme gibt, zumal manche Feuerkugeln aus Sternschnuppenradianten zu kommen scheinen. Solange man aber bei Sternschnuppen keine hyperbolischen Geschwindigkeiten gefunden hat, muß man diese Gleichheit der scheinbaren Radianten als rein zufällige Koinzidenzen ansehen.

Das Hauptproblem der Meteorastronomie ist somit die Messung der Geschwindigkeit dieser Himmelskörper; erst wenn dieses gelöst ist, lassen sich weitere Fortschritte erwarten.

Geschichte. Die wissenschaftliche Erforschung der Feuerkugeln und Meteoriten hat schon früh begonnen. Montanari hat in seiner berühmten Schrift: „La fiamma volante gran meteora, veduta sopra l'Italia la sera de 31 Marzo 1676" (Bologna 1676) bereits die erste Höhenbestimmung einer Feuerkugel nach Methoden ausgeführt, die im Prinzip auch heute noch angewandt werden, ebenso 1683 der bekannte Pfarrerastronom Dörffel (Feuerkugel vom 22. August 1682) und bald darauf Halley (Feuerkugel vom 19. Juli 1686). Montanari und Halley sprachen sich, ihrer Zeit weit vorauseilend, für einen kosmischen Ursprung dieser Körper aus. Aber diese Untersuchungen haben offenbar bei den Zeitgenossen nicht die verdiente Beachtung gefunden, denn als am 24. Juli 1790 in Juillac (Gascogne) ein Steinfall stattgefunden hatte, über den der Bürgermeister dieses Ortes einen von mehr als 300 Augenzeugen unterschriebenen Bericht an die Pariser Akademie abgeschickt hatte, fand diese es lächerlich, daß man überhaupt über eine solche Absurdität ein Protokoll aufnehmen könnte. So schrieb der von der Akademie beauftragte Berichterstatter Berthollon: „Wie traurig ist es nicht, eine ganze Munizipalität durch ein Protokoll in aller Form Volkssagen bescheinigen zu sehen, die nur zu bemitleiden sind! Was soll ich einem solchen Protokoll weiter beifügen? Alle Bemerkungen ergeben sich dem philosophischen Leser von selbst, wenn er dieses authentische Zeugnis eines offenbar falschen Faktums, eines physisch unmöglichen Phänomens liest." Erst Chladni brach mit seiner Abhandlung: „Über den Ursprung der von Pallas gefundenen und anderer Eisenmassen" (Riga 1794) richtigeren Anschauungen Bahn. Er hatte mit unendlichem Fleiße alle erreichbaren Nachrichten über Meteoritenfälle gesammelt und bewies durch eine scharfe Diskussion dieses Materials, daß die Meteoriten nur einen kosmischen Ursprung haben können. Deutsche und englische Forscher schlossen sich bald seinen Ansichten an, und der große Steinfall zu l'Aigle (1803 April 16) überzeugte endlich auch die Pariser Akademie. Chladni setzte seine Studien fort, die er 1819 in einem zweiten Werke: „Über Feuer-Meteore und über die mit denselben herabgefallenen Massen"

(Wien 1819) der Öffentlichkeit bekannt gab. Später haben H. A. Newton, Schiaparelli und Galle diese Erkenntnisse weiter ausgebaut. Letzterer gab (1868) in seiner Abhandlung über den Pultusker Steinregen ein mustergültiges Beispiel der Bearbeitung einer solchen Erscheinung, und seine Methode der Bahnberechnung wird auch heute noch fast ausschließlich benutzt. In neuerer Zeit haben sich Denning und besonders von Niessl speziell diesen Untersuchungen gewidmet und höchst wertvolle Beiträge geliefert.

Natürlich konnten in diesem Kapitel über Meteore nur die wichtigsten Tatsachen und Resultate mitgeteilt werden. Wer sich näher damit befassen will, muß das klassische Werk Schiaparellis: „Entwurf einer astronomischen Theorie der Sternschnuppen" (Stettin 1871) selbst zur Hand nehmen.

7. Das Zodiakallicht.

Das *Zodiakal-* oder *Tierkreislicht* erscheint in unseren Gegenden als zarte, schwache Lichtpyramide, die man an einem klaren Winter- oder Frühlingsabende nach der Dämmerung am westlichen Himmel, im Sommer und Herbst dagegen vor Tagesanbruch am östlichen Himmel schräg aufsteigen sehen kann. Etwa zwei bis drei Stunden nach Sonnenuntergang bzw. vor Sonnenaufgang hat es seine größte Helligkeit und Ausdehnung.

Von der Sonne als Mittelpunkt scheint sich das Zodiakallicht nach beiden Seiten in gleicher Weise und zwar nahe in der Ebene der Ekliptik zu erstrecken. Aus diesem Grunde ist es auch bei uns im Sommer und Winter nicht so gut als im Frühling und Herbst wahrzunehmen, weil da die Ekliptik dem Horizont so nahe liegt, daß sich das matte Licht in den Dünsten der Atmosphäre leicht verliert. In der Nähe des Äquators, wo die Ekliptik stets steil gegen den Horizont liegt, kann man es fast gleich gut das ganze Jahr hindurch beobachten, und seine Helligkeit gleicht dort der der hellsten Stellen der Milchstraße. Es wird um so schwächer, je weiter es sich von der Sonne entfernt, kann aber doch in der Regel bis zu etwa 90° Abstand verfolgt werden. Unter günstigen Umständen erkennt man indessen der Sonne diametral gegenüber einen zweiten, wesentlich schwächeren und weniger ausgedehnten Lichtschimmer, den sogenannten *Gegenschein*, und in den Tropen ist die ganze Erscheinung, die Pyramide des eigentlichen Zodiakallichtes und der Gegenschein, wie ein Ring längs des ganzen Himmels verfolgt worden. Newcomb, Barnard und Fath glauben, das Zodiakallicht an einigen besonders günstigen Tagen nicht nur zu beiden Seiten der Sonne, sondern auch nördlich von derselben gesehen zu haben, doch bedürfen diese vereinzelten Beobachtungen noch weiterer Bestätigung.

Wirkliche Messungen der Helligkeit des Zodiakallichtes sind bisher nur ganz vereinzelt angestellt worden. M. Wolf benutzte das von ihm konstruierte „Schnittphotometer", welches unter Anwendung der Photographie ermög-

lichte, wenigstens die Stellen größter Helligkeit festzulegen. Er kam dabei zu dem auch schon von anderen Beobachtern gefundenen Resultat, daß das Zodiakallicht nicht in der Ebene der Ekliptik, sondern in der des Sonnenäquators liegt. Diesen Beobachtungen widersprechen aber die, welche Fessenkoff mit einem visuellen Flächenphotometer gemacht hat. Er findet nämlich die Intensitätsverteilung symmetrisch zur Axe des Zodiakallichtes, diese aber nicht in der Ekliptik liegend, sondern parallel zu ihr, etwa 1° bis 2° nördlich von derselben. Danach würde es also keinen größten Kreis am Himmel bilden. Die besten Ergebnisse sind wohl zur Zeit die, welche van Rhijn bei Gelegenheit seiner Untersuchungen über die Helligkeit des nächtlichen Himmels erhalten hat. Seine gleichfalls mit einem Flächenphotometer angestellten Messungen zeigten nämlich deutlich den Einfluß des Zodiakallichtes auf die Helligkeitsverteilung am nächtlichen Himmel. Folgende Tabelle, ein Auszug aus den Resultaten van Rhijns, gibt den Verlauf der Helligkeit des Zodiakallichtes in einer hier nicht näher anzugebenden Einheit. Das schwache Anwachsen der Helligkeit bei den Längen 170° und 180° ist durch den Gegenschein verursacht.

Länge von der Sonne	Breite					
	0°	10°	20°	30°	50°	70°
40°	0.32	0.26	0.19	0.13	0.07	0.05
50	0.25	0.21	0.16	0.11	0.07	0.05
60	0.18	0.17	0.14	0.11	0.07	0.05
70	0.15	0.14	0.12	0.10	0.07	0.05
80	0.13	0.12	0.10	0.09	0.06	0.05
90	0.11	0.10	0.09	0.08	0.06	0.05
110	0.09	0.08	0.08	0.07	0.06	0.05
130	0.08	0.08	0.07	0.07	0.06	0.05
150	0.08	0.08	0.07	0.07	0.06	0.05
170	0.09	0.08	0.07	0.07	0.06	0.05
180	0.10	0.09	0.08	0.07	0.06	0.05

Einige Astronomen haben eine Veränderlichkeit der Helligkeit des Zodiakallichtes erkennen wollen, und auch vorübergehende Schwankungen sind mehrfach konstatiert worden; doch sind dieselben vermutlich auf Änderungen in der Durchsichtigkeit der Erdatmosphäre oder auf physiologisch-optische Ursachen zurückzuführen. Solche schwachen Lichterscheinungen werden nämlich durch Reizung der Stäbchen des menschlichen Auges dem Bewußtsein übermittelt, und bei diesem „Stäbchensehen" treten sehr leicht und häufig scheinbare Intensitätsänderungen auf. Die schon von Cassini vermutete periodische Veränderlichkeit, sowie die Beziehungen zur Sonnentätigkeit (Fleckenbildung) sind noch durchaus problematisch. Bevor wir nicht sorgfältige und Jahre hindurch in tropischen Gegenden fortgesetzte

Beobachtungen über die Form, Lage und Helligkeit des Zodiakallichtes besitzen, sind alle Schlüsse, zumal über eine etwaige Veränderlichkeit des Glanzes, verfrüht und unsicher. Die Beobachtung dieser schwachen Lichterscheinung bietet eben sehr erhebliche Schwierigkeiten nicht nur wegen ihrer undeutlichen Umrisse überhaupt, sondern auch, weil in unseren Breiten ihr unterer Rand durch die dort dichtere Atmosphäre erheblich verschoben ist und das Licht daher nördlicher zu liegen scheint, als es in der Tat der Fall ist. Die Schwierigkeiten werden noch dadurch vergrößert, daß die Dämmerung störend und auf die Resultate verfälschend einwirkt. Fig. 192 zeigt eine auf dem Lowell-Observatorium erhaltene Aufnahme des Zodiakallichtes.

Fig 192. Das Zodiakallicht, 1901 Febr. 13.
Nach einer Aufnahme von Douglass auf dem Lowell-Observatorium.

Über die wahre Lage des Zodiakallichtes im Sonnensystem und seine Gestalt wissen wir noch wenig Sicheres. Manche halten es für einen die Erde in unmittelbarer Nähe umgebenden Nebelring, nach anderen ist es ein die Sonne umschwebender Ring diskreter Teilchen, wieder andere sehen es sogar als eine rein terrestrische Erscheinung an, die durch Lichtreflexion der letzten Sonnenstrahlen in einer sehr stark abgeplatteten Erdatmosphäre entsteht. Diese Auffassung dürfte aber irrig sein. Das Zodiakallicht müßte nämlich danach im Erdäquator liegen, nicht aber in der Ekliptik (bzw. in dem Sonnenäquator), wie es tatsächlich der Fall ist. Auch müßte es eine Parallaxe zeigen, die man aber bisher nicht hat beobachten können. Übrigens enthalten die äußersten Schichten der Atmosphäre die Gase in so großer Verdünnung, daß sie nicht so viel Licht reflektieren können, als die beobachtete Helligkeit des Zodiakallichtes erfordert. Fassen wir alle Tatsachen der Wahrnehmung

zusammen, so ist die Annahme wohl die wahrscheinlichste, daß es einer die Sonne in Gestalt einer dünnen Scheibe oder eines sehr abgeplatteten Rotationsellipsoids umgebenden, in der Ekliptik liegenden Wolke kosmischen Staubes zuzuschreiben ist, welche sich ein wenig über die Erdbahn hinaus erstreckt, und deren Teilchen das Sonnenlicht reflektieren. Der Gegenschein wird bei dieser Auffassung, welche von Seeliger theoretisch begründet worden ist, durch die besondere Art der Lichtreflexion erklärt, die Körpern von rauher Oberfläche eigen ist.

Über die Natur der das Zodiakallicht erzeugenden Materie ist noch so gut wie nichts bekannt. Es ist zu lichtschwach, als daß sich seine Farbe mit Bestimmtheit angeben ließe. Meist wird es als weiß oder gelblich beschrieben. Das Spektrum wurde von verschiedenen Beobachtern untersucht, ohne daß eine Übereinstimmung der Resultate erhalten wurde. Einige, wie Ångström, nahmen nur eine einzige gelb-grüne Linie (die helle Nordlichtlinie) wahr, welche also von leuchtendem Gase herrühren würde; andere, wie A. W. Wright und Liais, fanden das Spektrum kontinuierlich und dem Sonnenspektrum ähnlich; Vogel hat außer einem schwachen kontinuierlichen Spektrum gleichfalls noch die Nordlichtlinie erkannt. Fath hat auf dem Lick-Observatorium und 1908/09 auch auf dem Mount Wilson das Spektrum des Zodiakallichtes mit einem hierzu geeigneten Spektrographen zu photographieren versucht. Die von ihm erhaltenen Aufnahmen haben die größte Ähnlichkeit mit dem Sonnenspektrum; es ließen sich die Fraunhoferschen Linien G, H und K mit Sicherheit darin nachweisen. Diese Untersuchungen von Fath sind zur Zeit die zuverlässigsten; nach ihnen würde also in Übereinstimmung mit den Untersuchungen von Seeliger das Zodiakallicht als eine Wolke von kleinen Partikeln anzusehen sein, die Sonnenlicht reflektieren. Emissionslinien hat Fath nicht gefunden; die Nordlichtlinie rührt nicht von dem Zodiakallicht her, sondern von schwachen, sonst nicht bemerkbaren Nordlichtern. In der Tat kann man die Nordlichtlinie jederzeit an allen Stellen des Himmels auffinden, wie Slipher durch zahlreiche Spektralaufnahmen festgestellt hat. Nach A. W. Wright soll das Zodiakallicht polarisiert sein, und zwar in einer Ebene, die durch die Sonne geht. Hat somit die oben ausgesprochene Ansicht über die Natur des Zodiakallichtes nach dem augenblicklichen Stand unserer Kenntnisse wohl die größte Wahrscheinlichkeit für sich, so müssen doch jedenfalls noch weitere Beobachtungen gemacht werden, ehe wir hoffen dürfen, die Wahrscheinlichkeit der Gewißheit nahe zu bringen.

Das Zodiakallicht ist nach Brugsch den Ägyptern bekannt gewesen. Sie bildeten es als Dreieck häufig auf ihren Denkmälern ab. Dagegen scheinen die Griechen und Römer es nicht bemerkt zu haben, wenigstens haben sich bis jetzt weder bei ihnen noch bei den arabischen Astronomen Nachrichten darüber vorgefunden. Wohl aber wird es von den islamitischen Dichtern

und Gesetzgebern häufig erwähnt (z. B. im Koran, Sure II, Vers 183), wie J. W. Redhouse zuerst feststellte. Es wird von ihnen „erste oder falsche Morgendämmerung“ oder „Wolfsschwanz“ genannt. Nach A. von Humboldt sollen es auch die Azteken und zwar schon 1509 gekannt haben. Von den älteren Astronomen haben es Rothmann, Tycho Brahe, Kepler gesehen, Wendelin und Childrey (1659) richtig beschrieben. Wissenschaftlich ist es aber erst von J. D. Cassini (1683) und seinem Gehilfen Fatio studiert worden. Vom 19. Jahrhundert an ist das Zodiakallicht häufig beobachtet worden. Größere Beobachtungsreihen rühren besonders von Heis, Weber, Jones, J. Schmidt und Searle her. Der Gegenschein ist 1730 durch Pézénas entdeckt, aber erst 1854 von Brorsen genau beobachtet worden.

Vierter Teil.

Stellarastronomie.

Einleitung.

Wir haben uns bisher hauptsächlich mit denjenigen Himmelskörpern beschäftigt, welche unsere Sonne umgeben und mit ihr das Sonnensystem bilden. Trotz der ungeheuren Entfernungen, in denen sich viele von ihnen befinden, können wir sie doch, im Vergleich mit den Sternen[1]), als eine isolierte, uns unmittelbar umgebende Familie betrachten, da selbst eine Kugel von dem Durchmesser der Neptunbahn einem Beobachter auf dem nächsten Sterne nur als ein Punkt erscheinen würde.

In unserem System von Sonne, Planeten und Satelliten haben wir eine wundervoll geordnete, durch ein Gesetz beherrschte Vereinigung kennen gelernt, wo jeder Körper durch fortwährende Ausgleichung gravitierender und zentrifugaler Kräfte endlose Revolutionen hindurch in seiner bestimmten Bahn gehalten wird. Bilden die Millionen Sonnen, welche uns das Fernrohr im unermeßlichen Raume aufweist, ein System ähnlich geregelter Struktur, oder vielleicht deren mehrere? Und wenn dies der Fall ist, welches ist diese Struktur? Schätzen wir die Bedeutung einer Frage nicht nach ihren Beziehungen zu unserem menschlichen Interessenkreise und Wohlbefinden, sondern nach der Großartigkeit des Gegenstandes, dem sie gilt, dann müssen wir diese als eine der edelsten und größten betrachten, mit denen des Menschen Geist sich je beschäftigt hat. Als der geheimnisvolle Schleier, der das Sonnensystem bedeckte, gelüftet ward und sich die Erde, die wir bewohnen, nur als ein die Sonne umkreisender Planet erwies, tat die Menschheit einen großen Schritt vorwärts auf dem Wege zur Erkenntnis von der Unermeßlichkeit der Schöpfung und der verhältnismäßigen Kleinheit und Kleinlich-

[1]) Der Ausdruck „Fixsterne", zur Unterscheidung der Sterne von den Planeten und Kometen, hat streng genommen nur noch historische Bedeutung, weil wir jetzt wissen, daß auch außerhalb des Sonnensystems keine Ruhe existiert, vielmehr auch die sogenannten Fixsterne sich in — zum Teil sehr beträchtlicher — Bewegung befinden.

keit unserer irdischen Interessen. Wenn wir aber, unseren Blick erweiternd, finden, daß unsere mächtige Sonne nur eine von ungezählten Millionen, unser ganzes System nur ein verschwindender Teil des Universums ist, so eröffnet sich damit dem geistigen Auge ein unermeßlich weiterer Raum. Erst wenn wir alle die Sterne, Sternhaufen und Nebel, welche uns das Fernrohr zeigt, in ein einziges System zusammengefaßt haben und die Bewegungen und deren Ursachen kennen, die in dem Ganzen wie in seinen Teilen wirken, dann erst werden wir das Problem des materiellen Universums in seinem weitesten Umfange gelöst haben. Wann, ob überhaupt je diese Zeit kommen wird, vermögen wir nicht zu sagen; aber selbst die Gewißheit, daß unser Geschlecht noch für Jahrhunderte nichts wird tun können, als die Steine zusammentragen, aus denen eine ferne Zukunft das Gebäude des Universums zu bauen hat, darf uns nicht abhalten, unser Teil zu tun; auch das Einzelne und Kleine ist schön, wenn reine und freie Geistestätigkeit es erringt, und weniger die Wahrheit selbst, als das unablässige Streben danach befriedigt dauernd.

Ehe wir nun die Ansichten und Hypothesen darlegen, die zu verschiedenen Zeiten über die Beschaffenheit des Weltgebäudes wie über die Entwicklung seiner Bestandteile ausgesprochen worden sind, müssen wir die Beobachtungstatsachen anführen als die Fundamente, auf denen jene mit größerer oder geringerer Sicherheit aufgebaut worden sind, und wir wollen auch hier wie früher vom Augenschein und von dem ausgehen, was die unmittelbare Betrachtung am Himmel zeigt.

KAPITEL I.

Die Fixsterne.

1. Anblick des Sternhimmels im allgemeinen. Sternverzeichnisse und Sternbilder.

Das erste, was dem Beobachter bei der Betrachtung eines schönen Sternhimmels in wolkenloser Nacht auffällt, ist die Mannigfaltigkeit des Gesehenen; sofort wird er sich bemühen, durch Beziehung auffallender Objekte zueinander Ordnung in das regellose Gewirr der Erscheinungen zu bringen. Und so wie der moderne Mensch verfährt, der zum ersten Male den Sternhimmel ansieht, nicht nur um ihn unmittelbar auf das Gemüt wirken zu lassen, sondern um ihn kennen zu lernen, so geschah es auch in den Zeiten des Kindesalters der Menschheit. Die ältesten schriftlichen Überlieferungen, wie chinesische Annalen, assyrische Inschriften, die Bibel, Homers Gesänge, erwähnen schon einzelne am Himmel besonders auffallende Objekte und zu *Sternbildern* oder *Konstellationen* zusammengefaßte Gruppen von Sternen, so den Großen Bären,

den Orion, die Plejaden u. a. Jede folgende Generation fügte dann weitere Sternbilder hinzu, bis schließlich sämtliche hellere Gestirne in Sternbilder zusammengefaßt waren und dadurch deren Beschreibung erleichtert und die Kenntnis der Gestirne oder die *Astrognosie* ermöglicht war. Die am südlichen Himmel noch bestehenden Lücken füllten die neueren Zeiten aus, so daß wir jetzt über den ganzen Himmel ein Netz von 86 Sternbildern (nach Argelander und Gould) haben, 32 davon nördlich, 54 südlich vom Äquator. Die Namen der älteren, hauptsächlich von den Griechen eingeführten Sternbilder sind meist der Mythologie entnommen, und die der Tierkreisbilder haben symbolische Bedeutung; die neueren Sternbilder dagegen, besonders die südlichen, tragen in ihrer Bezeichnung keinen bestimmten Charakter.

Schon dem oberflächlichen Beschauer fällt unter der scheinbar zahllosen Menge der in verschiedenstem Glanze strahlenden Sterne ein bald wolkenartig zusammengeballtes, bald gleichmäßig und sanft schimmerndes, hier schmales, dort breiteres oder auch geteiltes, in unregelmäßigem Laufe die Sternbilder durchziehendes Band, die *Milchstraße*, auf. Das bloße Auge nimmt in ihr wohl einzelne hellere Sterne wahr, und der Aufmerksamere bemerkt vielleicht, daß die schwächeren Sterne, je näher sie diesem schimmernden Gürtel stehen, desto zahlreicher werden; aber daß dieses fast gleichmäßige, sanfte Licht durch Millionen einzelner Sterne hervorgebracht wird, vermag er nicht zu erkennen. Erst das Fernrohr zeigt die Ursache dieses Leuchtens in einer unermeßlichen Zahl dicht gedrängter, schwacher und schwächster Sterne, die desto zahlreicher werden, je näher sie den hellsten Stellen der Milchstraße sind.

Außer der Milchstraße nehmen wir schon mit bloßem Auge an einigen Stellen des Himmels kleine, neblig schimmernde Flecke, sowie Haufen dicht zusammengedrängter einzelner Sterne wahr. Das Fernrohr hat von den ersteren schon Tausende kennen gelehrt und gezeigt, daß manche aus einzelnen Sternen bestehen, also zu den Sternhaufen gehören, die meisten dagegen, auch bei Anwendung der lichtstärksten Instrumente, neblige Massen bleiben. Unter den Sternhaufen im weitesten Sinne des Wortes finden demnach die mannigfaltigsten Übergänge und Zwischenstufen statt: von den grob zerstreuten an, wie z. B. den Plejaden, in denen schon das unbewaffnete Auge die hellsten Sterne einzeln erkennt, bis zu den schwachen, auch in den Fernrohren nur als Nebel erscheinenden Bildungen. In welchen Beziehungen sie zueinander und zum Heer der einzelnen Sterne stehen, welcher Natur besonders die einzelnen Nebel sind, werden wir später sehen.

Auch zwischen den Einzelgestirnen und den Sternhaufen gibt es scheinbar eine Art von Übergangsglied in den Doppelsternen und den mehrfachen Sternen, von denen das scharfe Auge gleichfalls am Himmel einige der leichtest erkennbaren wahrnimmt, deren Zahl aber das Fernrohr in fast noch höherem Maße vermehrt hat, als selbst die der Nebelflecke und Sternhaufen.

Um die Benennung der einzelnen Sterne haben sich im frühen Mittelalter die Araber Verdienste erworben, nachdem bei Griechen und Römern nur wenige der hellsten besondere Namen erhalten hatten (z. B. Sirius, Procyon, Arcturus, Capella); auf die Araber zurückzuführen sind unter anderen Rigel, Beteigeuze, Aldebaran usw. von den Sternen der 1. Größe, Mizar, Benetnasch, Algol usw. von den Sternen der 2. Größe. Für sämtliche Sterne, selbst nur der ersten zwei oder drei Größenklassen, Namen einzuführen, würde indessen sehr unpraktisch gewesen sein; es war daher ein entschiedener Fortschritt, als Bayer zu Anfang des 17. Jahrhunderts griechische Buchstaben zur Bezeichnung vorschlug, und zwar so, daß die Buchstabenfolge $\alpha, \beta, \gamma, \delta \ldots$ ungefähr auch die Helligkeitsfolge bezeichnet[1]). Reichten die griechischen Buchstaben für ein Sternbild nicht aus, so ließ Bayer ihnen die kleinen lateinischen folgen. Dieses System genügt für alle helleren Sterne und ist daher in allgemeine Anwendung gekommen, wo es sich um die Sterne bis zur 3. oder 4. Größe handelt. Schwächere Sterne, bis zur 6. Größe etwa, werden häufig nach den Nummern des Flamsteedschen Sternkatalogs unterschieden. Das große Heer der teleskopischen Sterne aber wird nicht mehr durch Namen oder Buchstaben, sondern durch den Ort an der Sphäre (Rektaszension und Deklination) gekennzeichnet. So ist z. B. α im Bootes oder α Bootis die Bezeichnung für Arcturus, α in der Leier oder α Lyrae die für Wega; dagegen 9^{M} AR (α) $21^{h}\,39^{m}\,58^{s}$, Dekl. (δ) $+\,26^{0}\,52'\,27''$ (1900) ein Stern der 9. Größe, dessen Rektaszension und nördliche Deklination für das Jahr 1900 durch die angeführten Zahlenwerte gegeben sind.

Systematisch geordnete Verzeichnisse solcher Sternörter oder *Sternkataloge* hat man schon frühzeitig zusammengestellt. Das älteste, das wir besitzen, ist im Almagest des Ptolemäus enthalten und gibt für 1025 Sterne die Längen und Breiten an. Man nahm bis vor kurzem fast allgemein an, daß dieser Katalog (2. Jahrh. n. Chr.) einfach identisch sei mit dem uns verloren gegangenen älteren des Hipparch, an dessen Längen Ptolemäus nur die Präzession, und zwar mit einem unrichtigen Betrage, angebracht habe. Dreyer hat aber überzeugend nachweisen können, daß Ptolemäus keineswegs den Hipparch einfach kopiert hat, sondern daß sein Katalog auf eigenen

---

[1]) Das Prinzip, das Bayer bei der Benennung der Sterne der einzelnen Sternbilder befolgte, wird meist falsch dargestellt. In den Helligkeiten der Sterne unterschied er nur volle Größenklassen. Zählte nun ein Sternbild z. B. 2 Sterne erster, 4 Sterne zweiter Größe usw., so bezeichnete er die beiden Sterne erster Größe mit α und β, die 4 zweiter Größe mit γ, δ, ε, ζ usw., wobei er aber Helligkeitsunterschiede innerhalb derselben Größenklasse nicht mehr berücksichtigte. In unserem Beispiele wird also im allgemeinen die Reihenfolge der Buchstaben γ, δ, ε, ζ nicht der Reihenfolge der Helligkeiten entsprechen. Bei der Verteilung der Buchstaben auf die Sterne innerhalb jeder Größenklasse war vielmehr für Bayer die Lage der Sterne maßgebend, und zwar begann er bei den lebende Wesen darstellenden Sternbildern in der Regel am Kopf der Figur mit der Bezeichnung.

Beobachtungen beruht. Eine Prüfung dieses Katalogs zeigt, daß die Sternbilder vor 1800 Jahren denselben Anblick geboten haben, den sie jetzt bieten. Einige wenige Sterne, die nicht sicher identifiziert werden können, sind entweder Originalfehler des Ptolemäus oder Fehler, die durch die zahlreichen Transkriptionen entstanden sind, welche der Almagest vor Erfindung der Buchdruckerkunst erfuhr.

Der nächste Katalog von einiger Wichtigkeit datiert aus der ersten Hälfte des 15. Jahrhunderts und hat den eifrig der Sternkunde ergebenen Tatarenfürsten Ulugh Beg zum Autor; er enthält 1018 Sterne, deren Positionen in Samarkand größtenteils aufs neue bestimmt wurden. Das genaueste Sternverzeichnis aus der vorteleskopischen Zeit rührt von Tycho Brahe her und enthält 1000 Sterne, von denen aber nur 777 genau vermessen sind. Der erste Katalog, welcher mit Hilfe des Fernrohres hergestellt wurde, ist in Flamsteeds großer „Historia coelestis Britannica“ enthalten und umfaßt 2866 Sterne.

Unsere heutigen Sternkataloge kann man in zwei Klassen teilen: solche, in denen die Sternörter nur genähert, und solche, in denen sie mit aller erreichbaren Genauigkeit gegeben werden. Unter den Katalogen der ersten Art ist vor allem das großartige Werk Argelanders und seiner Mitarbeiter Schönfeld und Krüger zu nennen, die sogenannte Bonner Durchmusterung, welche im Jahre 1862 vollendet wurde und mit einem Schlage die Statistik des nördlichen Sternhimmels auf einen hohen Grad der Vollendung gebracht hat. Dieser große Katalog enthält zwischen dem Nordpol und dem 2. Grad südlicher Deklination 324 198 Sterne, darunter sämtliche Sterne bis zur 9. Größe und sehr viele der 10. Größe. Eine Fortsetzung der Arbeit bis zum 23. Grad südlicher Deklination ist von Schönfeld ausgeführt worden und enthält 133 659 Sterne. Die weitere Fortführung bis zum Südpole hatte Thome in Córdoba (Argentinien) unternommen und den Teil bis zum 52. Grad südlicher Deklination auch vollendet. Derselbe enthält alle Sterne bis zur 10. Größe, im ganzen 489 827 Sterne. Leider ist Thome im Jahre 1908 vor Vollendung seines Werkes gestorben; die Beobachtungen für die Zone von 52° bis 61° hat er noch ausführen können, und der daraus abgeleitete Katalog ist 1914 erschienen. Die Gesamtzahl der in Córdoba beobachteten Sterne wird damit auf rund 580 000 gebracht.

Die Verzeichnisse der anderen Art sind außerordentlich zahlreich, die meisten aber selbst hinsichtlich der helleren Sterne unvollständig. Eines der ersten und wichtigsten — wichtig nicht nur wegen der Zahl der Sterne und der Genauigkeit ihrer Position, sondern fast mehr noch wegen der Untersuchungen der Grundlagen — sind die „Fundamenta astronomiae“, die Bessel 1818 veröffentlichte, und welche 3222 von Bradley um die Mitte des 18. Jahrhunderts mit größter Sorgfalt beobachtete Sterne enthalten. Die von Bessel angewandten Reduktionsmethoden, die er hier und in einem eng damit zusammen-

hängenden Werke, den „Tabulae reductionum observationum", entwickelt, haben bis in die neueste Zeit die Grundlage für alle derartigen Berechnungen gebildet. Eine neue Reduktion der Bradleyschen Beobachtungen ist später von Auwers ausgeführt worden.

Die Zahl der seit Mitte des 18. Jahrhunderts hergestellten Sternkataloge beläuft sich auf mehrere Hundert, und die Gesamtsumme der in ihnen festgelegten Sternörter ist enorm. Trotzdem erkannte man, daß es nur dem Zusammenwirken vieler Sternwarten gelingen könnte, die auf diesem Gebiete zu leistende Arbeit in absehbarer Zeit zu bewältigen. Es bildete sich deshalb im Jahre 1863 die internationale Astronomische Gesellschaft, welche es sich zu ihrer ersten Aufgabe machte, einen Sternkatalog von hoher Präzision herzustellen, der alle Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur 9. Größe enthalten sollte. Diese Riesenarbeit ist bereits vollendet, und die Beobachtungen sind dann auch noch auf die Sterne von Schönfelds südlicher Durchmusterung ausgedehnt worden. In der nördlichen Abteilung, d. h. zwischen den Deklinationsgrenzen $+80^0$ und -2^0, enthält der Katalog im ganzen die genauen Positionen von rund 138 000 Sternen; von der südlichen Abteilung steht die von der Sternwarte in Algier übernommene Zone noch aus (-18^0 bis -23^0 Deklination). Die Sternwarten in Córdoba und La Plata sind gegenwärtig an der Arbeit, auch die weiter südlich gelegenen Sterne nach einem entsprechenden Plane zu beobachten, und das erste der beiden genannten Observatorien hat bereits Kataloge der Sterne zwischen -22^0 und -32^0 Deklination herausgegeben. Von früheren Katalogen für den südlichen Himmel sind besonders zwei von Gould in Córdoba zu nennen, welche zusammen 105 608 Sterne bis etwa zur 9. Größe enthalten. Ein besonders wichtiger Katalog, welcher alle Sterne bis zur 6. Größe des ganzen Himmels und außerdem noch 2000 schwächere, im ganzen 6188 Sterne umfaßt, ist der 1910 erschienene „Preliminary General Catalogue" von Lewis Boss. Bei der Ableitung der in diesem Werke gegebenen Sternpositionen hat Boss eigene Beobachtungen nur in geringem Umfange benutzt, dagegen sämtliche in anderen Katalogen enthaltenen Positionsbestimmungen der betreffenden Sterne herangezogen, und es ist das größte Gewicht auf die Ermittlung und Beseitigung der systematischen Fehler der benutzten Sternkataloge gelegt. Nicht nur die Örter der Sterne für 1900 sind angegeben, sondern auch die „Eigenbewegungen", auf die wir später zurückkommen werden.

Endlich gibt es eine beschränkte Anzahl heller Sterne, die sogenannten *Fundamentalsterne*, deren Örter seit Jahrzehnten auf verschiedenen Sternwarten mit der größten Genauigkeit beobachtet worden sind. Die Örter dieser Sterne stellen gewissermaßen die Fixpunkte dar, an die man in der Regel die Beobachtungen der Örter anderer Sterne anschließt. J. Peters hat, auf Grund der Arbeiten von Auwers, einen Katalog der Positionen

und Eigenbewegungen dieser Fundamentalsterne herausgegeben, der 925 Objekte enthält (Fundamentalkatalog des Berliner Astronomischen Jahrbuchs). Andere Fundamentalkataloge sind von L. Boss und von Newcomb aufgestellt worden.

An dieser Stelle muß noch eines großen Unternehmens Erwähnung getan werden, welches auf eine Anregung von Ristenpart hin von der Berliner Akademie der Wissenschaften ausgeführt wird. Es trägt den Namen „Geschichte des Fixsternhimmels" und beabsichtigt, alle in dem Zeitraume von 1750 bis 1900 erhaltenen Meridianbeobachtungen von Fixsternen zu sammeln, auf ein einheitliches System zu reduzieren und einen auf dieses gesamte Material gegründeten Generalkatalog herzustellen. Die Vollendung dieser gewaltigen Arbeit wird noch geraume Zeit in Anspruch nehmen; sie wird aber für die Erforschung unseres ganzen Fixsternsystems von großer Bedeutung werden.

Hand in Hand mit der Herstellung der Sternverzeichnisse gingen die Versuche, den Himmel und die an ihm beobachteten Sterne bildlich auf *Sternkarten* und Globen darzustellen. Aus dem Altertume sind uns in einigen römischen, aus dem Mittelalter in arabischen Globen interessante Darstellungen dieser Art erhalten geblieben. Der älteste uns erhaltene deutsche Himmelsglobus ist der kürzlich von Hartmann untersuchte und beschriebene des Kardinals Nicolaus von Cusa, der spätestens aus der ersten Hälfte des 15. Jahrhunderts herrührt. Genauere Globen datieren erst aus dem 16. und 17. Jahrhundert, wo Tycho und nach ihm sein Schüler J. Blaeuw solche nach strengeren Prinzipien zu konstruieren lehrten. Den ältesten größeren Sternatlas enthält die „Uranometria" des Augsburger Rechtsgelehrten J. Bayer (1603), welche hauptsächlich wegen der schon erwähnten praktischen Bezeichnung der helleren Sterne von wissenschaftlichem Werte ist; auch sie legt aber noch auf die Zeichnung der Sternbilder mehr Wert als auf die Sterne selbst, und erst spät hat man von ersterer abgesehen und sich mit Andeutungen, hauptsächlich der Grenzen der Sternbilder, begnügt. Seit Anfang des vorigen Jahrhunderts sind auch hier die Fortschritte, nicht wenig begünstigt durch die Vervollkommnung der technischen Methoden, beträchtlich, und so besitzen wir jetzt eine ganze Reihe wertvoller Himmelsatlanten. Für die mit bloßem Auge sichtbaren Sterne sind für den nördlichen Himmel die Uranometria nova Argelanders, sowie der neuere Heissche Atlas die besten und für die südliche Halbkugel die Uranometria Argentina von Gould[1]). Die umfangreichsten und großartigsten sind die Atlanten der Bonner Durchmusterung, der südlichen Durchmusterung und der Córdoba-Durchmusterung, welche die graphische Darstellung der oben erwähnten Verzeichnisse bilden.

[1]) Ein sehr empfehlenswerter kleiner Atlas ist der Himmels-Atlas von R. Schurig, 2. Aufl. Leipzig, Ed. Gaebler, welcher alle mit bloßen Augen sichtbaren Sterne beider Hemisphären enthält.

Die bisher besprochenen Sternkataloge und Karten sind sämtlich noch aus direkten Beobachtungen am Fernrohre (die genaue Positionen enthaltenden Kataloge speziell aus Meridian-Beobachtungen) hervorgegangen. Durch die Einführung der Photographie in die Astronomie wird aber unsere Kenntnis des gestirnten Himmels binnen wenigen Jahrzehnten in ein weiteres Stadium gelangt sein. Die Vorteile der photographischen Methode sich zu eigen machend, haben sich Sternwarten aller Länder der Erde zur Herstellung einer Himmelskarte und eines genauen Sternverzeichnisses vereinigt, um ein Werk zu schaffen, dessen Hauptzweck erst durch eine nach 50 oder 100 Jahren anzustellende Wiederholung der Arbeit erreicht werden wird. Die für dieses Unternehmen nötigen Platten werden mit photographischen Refraktoren aufgenommen, über deren Dimensionen auf S. 130 einiges gesagt und von denen das Potsdamer Instrument in Fig. 107 abgebildet ist. Auf den Platten entspricht 1 mm einer Bogenminute, und jede Platte bildet ein Areal von 2^{0} im Quadrat ab. Die Aufnahmen sollen den ganzen Himmel doppelt decken, damit jeder Stern zweimal auf ihnen vorkommt, und es sind dazu im ganzen rund 22 000 Platten nötig. Es werden zwei Serien von Aufnahmen gemacht, die eine, mit Belichtungen von etwa 3^{m} bis 5^{m}, soll alle Sterne bis zur 11. Größe enthalten; die mikrometrische Ausmessung dieser Platten liefert die Grundlage für den großen Sternkatalog, der eine hohe Genauigkeit besitzt. Die zweite Serie, mit Expositionszeiten von etwa 40^{m}, gibt wesentlich schwächere Sterne wieder und ist zur Reproduktion bestimmt. Im ganzen sind also über 44 000 Aufnahmen nötig. Die Zahl der Sterne des Katalogs hat man auf 3 bis 4 Millionen geschätzt, die des Atlas von 22 000 Blättern auf etwa 30 Millionen. Das großartige Unternehmen ist noch im Gange, und mehrere Sternwarten haben schon ein erhebliches Stück ihres Anteils vollendet und veröffentlicht. Es muß aber wohl als fraglich bezeichnet werden, ob der Atlas jemals wirklich fertiggestellt werden wird, während dies für den Katalog zu erhoffen ist. Letzterer gibt aber im allgemeinen nicht die Rektaszensionen und Deklinationen der Sterne, sondern nur ihre rechtwinkligen Koordinaten auf den Platten. Von seiten Deutschlands hat sich die Potsdamer Sternwarte an dem Unternehmen beteiligt. — Ein anderes hochbedeutsames Werk ist mit Hilfe der Photographie bereits erfolgreich durchgeführt worden. Es ist dies die „Photographische Kap-Durchmusterung“ von Gill und Kapteyn, welche die genäherten Positionen und die photographischen Größen für alle Sterne bis zur 10. Größe zwischen dem Südpol und dem 19. Grad südlicher Deklination, im ganzen für 454 875 Sterne, enthält.

Von photographischen Sternkarten seien hier noch erwähnt die „Harvard Maps“, die auf 55 Karten (Glaskopien), und die von der Royal Astronomical Society herausgegebenen Franklin-Adams-Karten, die auf 206 Blättern den ganzen Himmel umfassen, sowie ferner die Wolf-Palisaschen Ekliptikalkarten.

Wir verzichten hier darauf, eine Beschreibung der Sternbilder und ihrer Lage zueinander zu geben, da sich auf diese Weise eine selbst oberflächliche Kenntnis des Sternhimmels doch nicht vermitteln läßt. Um eine solche Kenntnis zu erlangen, ist es vielmehr nötig, eine Sternkarte mit dem Himmel zu vergleichen. Für die allerersten Studien auf diesem Gebiete kann man mit Vorteil eine drehbare Sternkarte[1]) benutzen, welche sich so einstellen läßt, daß sie für jeden Tag und jede Stunde den Anblick des Fixsternhimmels wiedergibt. Aber auch falls wir eine drehbare Sternkarte nicht zur Verfügung haben, können wir uns leicht mit Hilfe einer gewöhnlichen Sternkarte am Himmel orientieren, wenn wir beachten, daß folgende Sternbilder in den frühen Nachtstunden durch den Meridian gehen, also während des größten Teiles der Nacht sichtbar sind: im Frühling Löwe, Jungfrau, Bootes und die benachbarten Sternbilder; im Sommer Krone, Schlange, Ophiuchus, Herkules, Leier und Adler; im Herbst Schwan, Wassermann, Pegasus, Andromeda und Fische; im Winter endlich Widder, Perseus, Stier, Orion, großer und kleiner Hund, Zwillinge, Krebs und ähnlich liegende Sternbilder. Überhaupt kulminieren um Mitternacht stets die Gestirne, die der Sonne diametral gegenüberliegen, oder deren Rektaszension 180^0 von der der Sonne verschieden ist. Die zirkumpolaren Sternbilder sind, wie wir schon früher sahen, das ganze Jahr hindurch sichtbar, stehen aber natürlich zu derselben Stunde der Nacht in den einzelnen Jahreszeiten an verschiedenen Punkten des nördlichen Himmels, so z. B. der Große Bär um Mitternacht im Frühling hoch oben im Zenit, im Sommer um dieselbe Stunde im Nordwesten, im Herbst unterhalb des Poles im Norden, im Winter endlich im Nordosten. Von den hellsten Sternen kulminieren im Jahre 1923 um Mitternacht (in Ortszeit)

Sirius am 1. Januar
Procyon am 14. Januar
Pollux am 15. Januar
Regulus am 21. Februar
Spica am 12. April
Arcturus am 25. April
Antares am 28. Mai
Wega am 30. Juni
Atair am 18. Juli
Deneb am 1. August
Fomalhaut am 4. September
Aldebaran am 29. November
Rigel am 8. Dezember
Capella am 9. Dezember
Beteigeuze am 19. Dezember.

Diese Kulminationszeiten rücken in einem halben Monat um etwa 1 Stunde vor, so daß also z. B. Sirius am 15. Januar um 11^h, am 1. Februar um 10^h, am 15. Februar um 9^h usw. und am 21. Juli um Mittag kulminiert.

Nach Heis (Atlas coelestis novus) und Gould (Uranometria Argentina) enthalten die verschiedenen Sternbilder folgende Anzahl der Sterne bis zur

[1]) Etwa die von A. Klippel herausgegebene (Verlag der Deutschen Lehrmittel-Anstalt in Frankfurt a. M.).

6. oder 7. Größe. Die Reihenfolge ist im allgemeinen nach dem Abstande vom Nordpol und im Sinne zunehmender Rektaszension gewählt, so daß das nördlichste Sternbild, der Kleine Bär, beginnt und das südlichste, der Oktant, schließt. Die mit * bezeichneten Konstellationen der südlichen Hemisphäre greifen mehr oder weniger auch in die nördliche über.

Nördliche Sternbilder.

(Sterne bis 6.7^{ter} Größe nach Heis.)

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
1. Kleiner Bär, Ursa minor	54	17. Bootes	140
2. Cepheus	159	18. Nördliche Krone, Corona borealis	31
3. Drache, Draco	220	19. Herkules	227
4. Cassiopeja	126	20. Füchschen, Vulpecula	62
5. Giraffe, Camelopardalis	138	21. Pfeil, Sagitta	18
6. Großer Bär, Ursa major	227	22. Delphin, Delphinus	31
7. Jagdhunde, Canes venatici	88	23. Dreieck, Triangulum	30
8. Leier, Lyra	69	24. Widder, Aries	80
9. Schwan, Cygnus	197	25. Stier, Taurus	188
10. Eidechse, Lacerta	48	26. Zwillinge, Gemini	106
11. Andromeda	139	27. Kleiner Hund, Canis minor	37
12. Perseus	136	28. Krebs, Cancer	92
13. Fuhrmann, Auriga	144	29. Löwe, Leo	161
14. Luchs, Lynx	87	30. Kleines Pferd, Equuleus	16
15. Kleiner Löwe, Leo minor	40	31. Pegasus	178
16. Haar der Berenice, Coma Berenices	70	32. Fische, Pisces	128

Südliche Sternbilder.

(Sterne bis 7^{ter} Größe nach Gould.)

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
*33. Walfisch, Cetus	321	*48. Adler und Antinous, Aquila et Antinous	146
34. (Fluß) Eridanus	293	49. Skorpion, Scorpius	185
*35. Orion	186	50. Schütze, Sagittarius	298
36. Hase, Lepus	103	51. Steinbock, Capricornus	134
*37. Einhorn, Monoceros	165	52. Wassermann, Aquarius	276
38. Großer Hund, Canis major	178	53. Südlicher Fisch, Piscis austrinus	75
*39. Wasserschlange, Hydra	393	54. Bildhauer, Sculptor	131
*40. Sextant, Sextans	75	55. Ofen, Fornax	110
41. Becher, Crater	53	56. Grabstichel, Caelum	28
42. Rabe, Corvus	53	57. Taube, Columba	112
43. Wage, Libra	122	58. Maler, Pictor	67
*44. Jungfrau, Virgo	271	59. Schiffskompaß, Pyxis	65
*45. Schlange, Serpens	123	60. Luftpumpe, Antlia	85
*46. Schlangenträger, Ophiuchus	209	61. (Schiff) Argo	829
47. Sobieskischer Schild, Scutum Sobiesii	33	(Vela 248, Puppis 313, Carina 268)	

Sternbild	Sternzahl	Sternbild	Sternzahl
62. Centaurus	389	75. Kreuz, Crux	54
63. Wolf, Lupus	159	76. Fliege, Musca	75
64. Winkelmaß, Norma	64	77. Zirkel, Circinus	48
65. Altar, Ara	86	78. Südliches Dreieck, Triangulum austrinum	46
66. Südl. Krone, Corona austrina	49		
67. Fernrohr, Telescopium	87	79. Pfau, Pavo	129
68. Mikroskop, Microscopium	69	80. Indianer, Indus	84
69. Kranich, Grus	106	81. Tukan, Tucana	81
70. Phoenix	139	82. Kleine Wasserschlange, Hydrus	64
71. Pendeluhr, Horologium	68	83. Tafelberg, Mensa (Mons mensae)	44
72. Netz, Reticulum	34	84. Chamaeleon	50
73. Schwertfisch, Dorado	43	85. Paradiesvogel, Apus	67
74. Fliegender Fisch, Piscis volans	46	86. Oktant, Octans	88

Die Sternbilder 54 bis 86 sind bei uns nicht oder nur zum geringsten Teile sichtbar. Unter den nördlichen Sternbildern sind der Große Bär, Herkules und der Drache die größten und sternreichsten, unter den südlichen das Schiff Argo, die Wasserschlange und der Zentaur.

Besonders erwähnt zu werden verdienen noch die Sternbilder des Tierkreises; es sind dies folgende mit ihren entsprechenden „Zeichen“:

Widder ♈	Wage ♎
Stier ♉	Skorpion ♏
Zwillinge ♊	Schütze ♐
Krebs ♋	Steinbock ♑
Löwe ♌	Wassermann ♒
Jungfrau ♍	Fische ♓

Ihre Namen kann man sich leicht dem Gedächtnis einprägen mit Hilfe des im fünfzehnten Jahrhundert entstandenen, aber auf älteren Vorbildern beruhenden Verses des Anianus:

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo
Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces.

Infolge der Präzession decken sich die Sternbilder des Tierkreises nicht mehr mit den „Zeichen“, und der Frühlingspunkt (♈) liegt gegenwärtig im Sternbilde der Fische. Die „Zeichen“ dagegen beginnen im Frühlingspunkte mit dem Widder und umfassen, um die ganze Ekliptik fortschreitend, je 30° in Länge, für die heutige Astronomie haben sie aber keine Bedeutung mehr.

2. Zahl, Helligkeit und Farbe der Sterne.

Die Zahl der Sterne, welche wir mit bloßem Auge sehen können, wechselt je nach der Schärfe und Übung des Auges und nach der größeren

oder geringeren Durchsichtigkeit der Luft so sehr, daß sie nur ungefähr angegeben werden kann; indessen ist sie weit geringer, als man gewöhnlich nach dem allgemeinen Eindruck annimmt. Dem normalen Auge mögen bei guter Luft am ganzen Himmel etwa 5500 Sterne einzeln sichtbar sein; in unseren Breiten also, wo etwa $^3/_4$ sämtlicher Sterne nach und nach über den Horizont treten, ungefähr 4000. Argelander, der ein Auge mittlerer Schärfe besaß, führt bis zum 35. Grade südlicher Deklination nur 3256, Heis dagegen, der ganz ungewöhnlich scharfsichtig war, 5421 einzelne Sterne auf. Diese Zahl wächst natürlich, wenn wir ein Fernrohr anwenden, sehr bedeutend. Aus den Stern-Eichungen („star-gauges") von W. Herschel — Zählungen, die Herschel über die Sternfülle an verschiedenen Stellen des Himmels anstellte — hat W. Struve die Gesamtzahl der mit dem 20 füßigen Herschelschen Teleskop noch sichtbaren Sterne auf über 20 Millionen geschätzt, und die großen Fernrohre der neuesten Zeit zeigen noch weit mehr. Indessen ist eine verläßliche Schätzung darüber nicht gemacht worden, und wir können nur sagen, daß die Zahl der Sterne sicherlich mehrere Hundert Millionen betragen wird.

Schon im Altertum hat man die Sterne nach ihrer Helligkeit in sogenannte *Größenklassen* eingeteilt[1]). Man nannte die hellsten 1. Größe, die nächsthellsten 2. Größe usf. und bezeichnete endlich die dem bloßen Auge gerade noch wahrnehmbaren als 6. Größe. Dieses Einteilungssystem der Sterne nach Größenklassen hat man dann bei den teleskopischen Sternen fortgesetzt, hier aber mit zum Teil sehr voneinander abweichenden Skalen. In Deutschland, den nordischen Reichen und meist auch in Nordamerika hielt man sich an die Skalen von Argelander oder W. Struve; in England dagegen folgte man vielfach noch J. Herschel, der die Unterschiede zwischen den einzelnen Klassen wesentlich kleiner machte und z. B. zur 19. oder 20. Klasse rechnete, was nach Struve etwa 12. Größe war. Das ungefähre Verhältnis zwischen diesen drei Skalen zeigt die folgende Übersicht.

Herschel	Struve	Argelander	Herschel	Struve	Argelander
M	M	M	M	M	M
8	7.2	7.4	16	11.2	(12.6)
10	8.8	9.2	18	11.6	(13)
12	10.2	10.4	20	12.0	(13—14)
14	10.8	(11.6)			

Die Einteilung der Sterne in ganze Größenklassen genügte nur für die rohesten Schätzungen, und man sah sich bald genötigt, Bezeichnungen für die Zwischenstufen einzuführen. Zunächst half man sich dadurch, daß man

[1]) Es handelt sich hier nur um die scheinbaren Helligkeiten, nicht um die Größen der Sterne in linearem Maße (Meilen, Kilometer) ausgedrückt. Diese sind uns nur für wenige Sterne bekannt, worüber man Näheres im nächsten Abschnitte findet.

einen Stern, der seiner Helligkeit nach z. B. zwischen der 2. und 3. Größenklasse stand, als 2·3[1]) bezeichnete, wenn er näher an der 2., und als 3·2, wenn er näher an der 3. Größenklasse war. Doch auch dies reichte nicht mehr aus, als die Helligkeitsangaben genauer wurden, und so ging man dazu über, die Größenklassen wie jede andere Maßeinheit in Zehntel, Hundertstel usw. einzuteilen, so daß also z. B. die Helligkeiten zwischen der 2. und 3. Größenklasse als 2.1, 2.2, 2.3 usw. oder, wenn es sich um noch kleinere Unterabteilungen handelt, als 2.01, 2.02, 2.03 usw. bezeichnet werden. Zur 1. Größe hatte man vordem unterschiedslos alle Sterne gerechnet, die heller als 2. Größe waren, obwohl sich einzelne von ihnen um beinahe zwei Größenklassen voneinander unterscheiden. Durch die Dezimaleinteilung der Größenklassen wurde die Möglichkeit gegeben, diese Unterschiede auch in der Bezeichnungsweise zum Ausdruck zu bringen, indem man nicht nur das Intervall von der 1. bis zur 2. Größe in die Zwischenstufen 1.1, 1.2, 1.3 usw. zerlegte, sondern ebenso auch die Reihenfolge der Größenbezeichnungen in der anderen Richtung über 1.0 hinaus fortsetzte als 0.9, 0.8, 0.7 usw. Ja, man hielt nunmehr in konsequenter Durchführung dieses Prinzips auch bei der Größe 0.0 nicht an, sondern folgte der algebraischen Zahlenreihe auch in die negativen Zahlen und sagte: ein Stern besitzt die Größe —1.0, wenn er eine Größenklasse heller ist als ein Stern 0. Größe oder zwei Größenklassen heller als ein Stern 1. Größe. Negative Größen kommen allerdings außer bei der Sonne, dem Mond und den großen Planeten nur noch bei den hellsten Sternen des Himmels, Sirius und Canopus, vor, deren Größen nach Pickering —1.6 und —0.9 sind.

Die Einteilung der Sterne in Größenklassen verlangt, daß das Verhältnis der Helligkeit der Sterne zweier aufeinander folgender Klassen durchweg dasselbe ist, daß sich also z. B. die 2. zur 3. Klasse genau so verhält, wie die 9. zur 10. Die photometrischen Messungen haben nun gezeigt, daß diese Bedingung in voller Strenge bei keiner der bekannten Helligkeitsskalen erfüllt ist, auch nicht bei der Argelanderschen, so daß also die alten Größenschätzungen kein richtiges Maß für die Intensitäten der Sterne gewesen sind. Die aus photometrischen Beobachtungen abgeleiteten Sternhelligkeiten wurden deshalb auch in der ersten Zeit nicht in Größenklassen ausgedrückt, sondern man gab die Helligkeitsverhältnisse der gemessenen Sterne an, und zwar wurden gewöhnlich die Logarithmen derselben benutzt, nicht die Zahlen selbst. Die Astronomen waren aber durch jahrtausendlangen Brauch so sehr an die Bezeichnung nach Größenklassen gewöhnt, daß es nicht ratsam erschien, damit zu brechen. Nun hatten die Untersuchungen über die Argelandersche Skala erkennen lassen, daß in derselben das Helligkeitsverhältnis zweier aufeinander folgender Größenklassen zwar sehr merk-

[1]) Um diese Bezeichnung nicht mit einem Dezimalbruche zu verwechseln, setzte man den Punkt gewöhnlich nicht auf die Linie, sondern über dieselbe.

lichen Schwankungen unterworfen ist, im Durchschnitt aber angenähert 2.5 beträgt, so daß also z. B. ein Stern 5. Größe uns etwa 2½mal soviel Licht zusendet als ein Stern 6. Größe. Auf Grund dieses Resultates definierte man nunmehr den Helligkeitsunterschied zweier Sterne, deren Intensitäten sich wie 1 : 2.5 verhalten, als eine *photometrische Größenklasse.* Da man aber, wie schon erwähnt, meist die Logarithmen der Helligkeitsverhältnisse verwendete, so nahm man schließlich, um die Ausführung der Rechnungen zu erleichtern, statt 2.5 die Zahl 2.512, deren Logarithmus = 0.4000 ist.

Durch diese Festsetzung blieb die alte Bezeichnungsweise nach Größenklassen erhalten; sie wurde aber auf einen festen, gesicherten Boden gestellt, und das Willkürliche, das bis dahin mit diesem Begriff verbunden war, verschwand. Die Änderungen, welche hiernach an die Größenangaben der Bonner Durchmusterung anzubringen wären, sind, abgesehen von den ganz hellen und den schwächsten Sternen, nicht so erheblich, daß sie gegenüber der allgemeinen Unsicherheit der Schätzungen sehr ins Gewicht fallen.

Unter Zugrundelegung der obigen Definition der Größenklassen lassen sich die Lichtmengen, welche uns Sterne der verschiedenen Klassen zusenden, leicht berechnen. Setzen wir die Helligkeit eines Sternes der 1. Größe = 100, so erhalten wir die folgenden Intensitäten:

1. Größe	= 100.00	6. Größe	= 1.00
2. „	= 39.81	7. „	= 0.40
3. „	= 15.85	8. „	= 0.16
4. „	= 6.31	9. „	= 0.06
5. „	= 2.51	10. „	= 0.025

Es würden also einem Sterne 1. Größe an Helligkeit gleichkommen:

2½ Sterne	2. Größe	251 Sterne	7. Größe
6 „	3. „	631 „	8. „
16 „	4. „	1585 „	9. „
40 „	5. „	3981 „	10. „
100 „	6. „	usf.	

Die Betrachtungen über die Anzahl und die Helligkeit der Sterne haben an Sicherheit wesentlich gewonnen, seit wir in der Lage sind, dieselben auf genaue photometrische Messungen begründen zu können. Leider ist jedoch die Anzahl der Sterne, deren Helligkeit photometrisch bestimmt ist, im Verhältnis zu der ungeheuren Zahl von Objekten, für die wir genaue Ortsbestimmungen besitzen, noch immer gering.

Der erste brauchbare Helligkeitskatalog von Fixsternen, 208 Sterne enthaltend, ist von Seidel im Jahre 1863 veröffentlicht worden. Ihm folgten in den 60er und 70er Jahren des vorigen Jahrhunderts einige mehr oder weniger umfangreiche Verzeichnisse von Peirce, Th. Wolff, Lindemann,

Ceraski u. a. Weit überflügelt wurden aber alle diese Kataloge durch die im Jahre 1884 veröffentlichte „Harvard Photometry" von Pickering in Cambridge (Mass.), welche die Helligkeiten aller Sterne bis zur 6. Größe und noch einer großen Zahl schwächerer zwischen dem Nordpol und dem 30. Grad südlicher Deklination, im ganzen von 4260 Objekten, enthält. Die Helligkeiten sind mit Hilfe eines Meridianphotometers durch Vergleichung mit dem Polarsterne bestimmt worden. Nahe gleichzeitig erschien die „Uranometria Oxoniensis" von Pritchard in Oxford, die auf Messungen mit einem Keilphotometer beruht und die Helligkeiten aller mit bloßem Auge sichtbaren Sterne zwischen dem Nordpol und dem 10. Grade südlicher Deklination (im ganzen 2784) gibt. Von Pickering ist seitdem noch eine ganze Reihe photometrischer Kataloge veröffentlicht worden, welche zum Teil dadurch noch wertvoller gemacht worden sind, daß sie durch eine nach Südamerika entsendete Expedition auch auf den südlichen Himmel ausgedehnt wurden. Die meisten derselben hat er schließlich in zwei große Kataloge „The Revised Harvard Photometry" zusammengefaßt, die nicht weniger als 45 792 Sterne enthalten. Von Müller und Kempf in Potsdam ist im Jahre 1907 ein Katalog veröffentlicht worden, der sämtliche Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 7.5 zwischen dem Nordpol und dem Äquator, im ganzen etwa 14 200 Sterne, umfaßt. Die Beobachtungen zu dieser „Potsdamer Photometrischen Durchmusterung" sind mit dem Zöllnerschen Photometer ausgeführt worden und dürften zur Zeit als die genauesten visuell-photometrischen Messungen anzusehen sein.

Die Größen der 42 hellsten Sterne[1]) des Himmels (bis einschließlich zur Größe 2.0) sind in der nachfolgenden Tabelle, nach ihrer Helligkeit in der Revised Harvard Photometry geordnet, zusammengestellt. Die Größe von Beteigeuze ist in Klammern gesetzt, da der Stern veränderlich ist; bei Doppelsternen ist das Gesamtlicht beider Komponenten angegeben. Die drei hellsten Sterne am nördlichen Himmel sind nach diesem Verzeichnisse Wega, Capella und Arcturus; es ist jedoch zu bemerken, daß die Reihenfolge bei anderen Beobachtern anders lautet. Nach Müller z. B. ist Arcturus = $0^{M}.1$, Wega = $0^{M}.2$, Capella = $0^{M}.3$. Diese Differenzen entspringen den unvermeidlichen Beobachtungsfehlern, sowie den weiter unten noch näher zu besprechenden Unterschieden in der Auffassung der Helligkeit verschieden gefärbter Sterne.

Von genauen photographisch-photometrischen Bestimmungen von Fixsternhelligkeiten existieren bisher neben zahlreichen Arbeiten geringeren Umfanges nur drei größere Kataloge, die „Göttinger Aktinometrie" von Schwarzschild, die „Yerkes Actinometry" von J. A. Parkhurst, und der Katalog photographischer Helligkeiten polnaher Sterne heller als 9. Größe,

[1]) In dem Abschnitte „Bewegungen der Sterne" findet sich eine Tabelle, welche außer anderen Angaben auch die Helligkeiten aller Sterne bis zur Größe 3.0 enthält.

Bezeichnung	Name	Größe	Bezeichnung	Name	Größe
		M			M
α Canis majoris	Sirius	—1.6	α Geminorum	Castor	1.6
α Carinae	Canopus	—0.9	γ Crucis		1.6
α Centauri		0.1	ε Canis majoris		1.6
α Lyrae	Wega	0.1	ε Ursae majoris	Alioth	1.7
α Aurigae	Capella	0.2	γ Orionis	Bellatrix	1.7
α Bootis	Arcturus	0.2	λ Scorpii		1.7
β Orionis	Rigel	0.3	ε Carinae		1.7
α Canis minoris	Procyon	0.5	ε Orionis		1.8
α Eridani	Achernar	0.6	β Tauri		1.8
β Centauri		0.9	β Carinae		1.8
α Aquilae	Atair	0.9	η Ursae majoris	Benetnasch	1.8
α Orionis	Beteigeuze	(0.9)	α Trianguli austrini		1.9
α Crucis		1.0	α Persei	Algenib	1.9
α Tauri	Aldebaran	1.1	ζ Orionis		1.9
α Virginis	Spica	1.2	γ Geminorum		1.9
β Geminorum	Pollux	1.2	ε Sagittarii		2.0
α Scorpii	Antares	1.2	α Ursae majoris	Dubhe	2.0
α Piscis austrini	Fomalhaut	1.3	δ Canis majoris		2.0
α Cygni	Deneb	1.3	β Canis majoris		2.0
α Leonis	Regulus	1.3	δ Velorum		2.0
β Crucis		1.5	ϑ Scorpii		2.0

den die Greenwicher Sternwarte veröffentlicht hat. Die beiden erstgenannten Kataloge enthalten die photographischen Größen aller Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 7.5, und zwar der erstere 3522 Sterne in der Zone 0^0 bis $+ 20^0$ Deklination, der andere 630 Sterne in der Polzone $+ 73^0$ bis $+ 90^0$.

Bestimmungen von Fixsterngrößen, die nur einen geringeren Grad von Genauigkeit anstreben, sind mit Hilfe der Photographie bereits in großer Anzahl ausgeführt worden, so z. B. bei dem großen Unternehmen der photographischen Himmelskarte und in besonders sorgfältiger Weise bei der oben bereits erwähnten photographischen Kap-Durchmusterung.

Die Frage nach der Anzahl der Sterne einer bestimmten Größe ist von großer Wichtigkeit für stellarstatistische Untersuchungen über den Aufbau unseres Sternsystems. Man hat deshalb viele Mühe darauf verwandt, diese Anzahlen mit möglichst großer Genauigkeit zu ermitteln. Die Bonner Durchmusterung gab die Möglichkeit an die Hand, für die ersten neun Größenklassen die Anzahl der Sterne am nördlichen Himmel abzuzählen. Da jedoch die Helligkeitsangaben dieses Kataloges nur auf Schätzungen beruhen, mußte erst eine Reduktion dieser Schätzungen auf eine einwandfreie photometrische Skala abgeleitet werden. Eine solche Reduktion konnte dadurch gefunden werden, daß man die photometrisch genau gemessenen Helligkeiten einer

Anzahl von Sternen mit den Katalogangaben der Helligkeit dieser Sterne verglich. So erhielt man für die nördliche Himmelskugel vom Äquator bis zum Pol die folgenden Zahlen, wobei die Sterne bis zur Größe 1.4 als Sterne 1. Größe, die von 1.5 bis 2.4 als 2. Größe usw. gerechnet sind:

Größe	Sterne	Summe	Größe	Sterne	Summe
1	9	9	6	1 949	2 883
2	30	39	7	8 335	11 218
3	75	114	8	27 241	38 459
4	190	304	9	165 190	203 649
5	630	934			

Während die eben angegebenen Sternanzahlen auf vollständigen Abzählungen aller am Nordhimmel vorhandenen Sterne beruhen, kann man für schwächere Sterngrößen die Anzahl nur durch Stichproben ermitteln, weil die vollständige Abzählung am ganzen Himmel eine nicht zu bewältigende Arbeit erfordern würde. Man sucht sich deshalb am Himmel gleichmäßig verteilte kleine Felder aus, zählt in diesen Feldern die Sterne jeder Größe ab und schließt dann auf die am ganzen Himmel vorhandene Sternzahl, indem man die Flächengröße der abgezählten Felder mit der Gesamtfläche des Himmels vergleicht.

Die ersten Abzählungen dieser Art haben wir schon in den Sterneichungen Herschels kennen gelernt. Seitdem sind visuelle Abzählungen direkt am Fernrohr nicht wiederholt worden; man hat sich vielmehr bei den neueren Untersuchungen stets der photographischen Platte bedient und auf dieser die Abzählungen nach photographischen Größen ausgeführt. Von diesen neueren Untersuchungen ist zunächst die von Chapman und Melotte zu erwähnen, welche die Sterne bis zur Größe 17.5 auf 750 Feldern der oben erwähnten Franklin-Adams-Karten abgezählt haben. Ferner ist die ebenfalls oben schon erwähnte „Harvard Map" dieser Aufgabe dienstbar gemacht worden; Sternabzählungen auf diesen Aufnahmen, bis zur Größe 11.0, sind von Hennie ausgeführt und von Nort diskutiert worden. Die ausführlichsten Abzählungen der Sterne verschiedener Größen verdanken wir den holländischen Forschern Kapteyn und van Rhijn. Für die helleren Sterne haben sie alles vorhandene Beobachtungsmaterial zusammengetragen und bearbeitet; für die schwachen Sterne gründen sich ihre neuesten Resultate auf die Aufnahmen gewisser, über den ganzen Himmel gleichmäßig verteilter „ausgewählter Felder" (selected areas), die nach einem großzügigen Plane Kapteyns auf verschiedenen Sternwarten ausgeführt wurden. Sie leiteten für die Zahl der Sterne am ganzen Himmel bis zu einer vorgegebenen (visuellen) Größe folgende Werte ab:

Größe	Sternzahl	Größe	Sternzahl
0.0	2	9.0	139 000
1.0	12	10.0	379 000
2.0	39	11.0	1 020 000
3.0	105	12.0	2 580 000
4.0	445	13.0	5 970 000
5.0	1 460	14.0	13 100 000
6.0	4 720	15.0	27 500 000
7.0	15 000	16.0	57 000 000
8.0	46 100		

Aus diesen Zahlen ersieht man, daß die Summe aller Sterne bis zu einer bestimmten Größe bei den helleren Sternen durchschnittlich etwa das Drei- bis Vierfache der für die vorhergehende Größe gefundenen Summe beträgt, bei schwächeren Sternen dagegen nur etwas mehr als das Zweifache. Wir werden später, bei den Betrachtungen über die Verteilung der Sterne im Weltraume, sehen, daß diese merkwürdige Erscheinung uns in den Stand setzt, die Abgrenzung und Ausdehnung unseres Sternsystems festzustellen.

Über das Helligkeitsverhältnis der Sonne zu den Fixsternen kann man sich ein Bild machen, wenn man bedenkt, daß die Sonne rund 60 000 Millionen mal so hell ist als Capella. In Größenklassen ausgedrückt heißt dies, daß die Sonne 26.9 Größenklassen[1]) heller ist als Capella, und da dieser Stern die Größe $0^{M}.2$ besitzt, so wäre hiernach die Sonne ein Stern $-26^{M}.7$. Nimmt man die Parallaxe von Capella zu 0″.08 an, so folgt aus der obigen Zahl noch, da die scheinbare Helligkeit im quadratischen Verhältnis der Entfernung abnimmt, daß uns die Sonne in derselben Entfernung wie Capella als ein Stern $5^{M}.4$ erscheinen würde, vorausgesetzt, daß keine Absorption des Lichtes im Weltraume stattfindet. Wir sehen also, daß unsere Sonne, deren Verhältnisse uns so gewaltig dünken, unter der unermeßlichen Schar der Sterne keineswegs eine besonders hervorragende Stellung einnimmt.

In den Farben weichen die verschiedenen Sterne nicht sehr beträchtlich voneinander ab, und es ist daher erklärlich, daß Beobachtungen und Untersuchungen über diese erst sehr jungen Datums sind.

Dem bloßen Auge erscheinen die meisten Sterne weiß, und nur wenige zeigen eine entschiedene, vorzugsweise rötliche Färbung; als solche fallen dem nicht sehr farbenempfindlichen Auge unter den Sternen 1. Größe namentlich Antares, Arcturus, Aldebaran und Beteigeuze auf. Sirius, Wega, Atair sind weiße Sterne, Capella ist gelblich. Auch im Fernrohre treten andere Farben als weiß, gelb und rot mit allen dazwischen liegenden Übergängen

[1]) Man erhält diese Zahl, indem man den Logarithmus von 60000 Millionen, d. h. 10.7782, durch 0.4000, den Logarithmus des Helligkeitsverhältnisses zweier aufeinander folgender Größenklassen, dividiert.

nicht auf. Die bei Doppelsternen bisweilen beobachteten Farben wie blau, grün u. a. müssen als durch Kontrastwirkungen hervorgerufene Täuschungen aufgefaßt werden.

Den orangefarbigen und roten Sternen hat man hauptsächlich mit Rücksicht darauf, daß die Veränderlichen zum weitaus größten Teile diese Farbe zeigen, größere Aufmerksamkeit geschenkt, und es sind besondere Kataloge solcher Sterne von Schjellerup, Birmingham, Fr. Krüger, Sestini und Osthoff zusammengestellt worden. Das von Fr. Krüger herausgegebene Verzeichnis enthält fast 6000 solcher Sterne, darunter die meisten bekannten langperiodischen Veränderlichen.

Einer der rötesten unter allen dem freien Auge noch sichtbaren ist der Veränderliche μ Cephei, Herschels „Granatstern", der gewöhnlich als Stern 6. Größe erscheint; noch röter, aber etwas schwächer und in unseren Breiten nicht so gut sichtbar ist Hinds „crimson star", der Veränderliche *R* Leporis. Unter den teleskopischen Sternen besitzen z. B. die Veränderlichen *V* Hydrae, *V* und *RV* Cygni, *S* Cephei eine intensiv rote Farbe. Nahe bei β Crucis steht ein Stern 8. Größe, von dem J. Herschel behauptet, daß es der röteste Stern sei, den er je gesehen habe.

Die Bestimmung der Farbe durch bloße Okularschätzung ist mit großer Unsicherheit behaftet, denn verschiedene Augen zeigen hier eine sehr ungleiche Empfindlichkeit, sowohl der Intensität nach — es gibt sehr verschiedene Grade der Farbenempfindlichkeit —, als auch hinsichtlich der Qualität der Farbe selbst; manchen Augen, den sogenannten farbenblinden, fehlt mitunter die Empfindlichkeit für eine oder selbst mehrere Farben ganz. Überdies spielt auch die Intensität der Lichtquelle bei der Beurteilung der Farbe eine nicht unwichtige Rolle. Die Untersuchungen und Beobachtungen, welche Smyth, Sestini, J. Schmidt u. a. über diesen Gegenstand publiziert haben, sind daher mit Vorsicht zu benutzen, wenn man aus ihnen und den Vergleichungen mit anderen früheren Beobachtungen Schlüsse auf etwaige Farbenänderungen ziehen will, deren Möglichkeit oder selbst Wahrscheinlichkeit, zumal für größere Zeiträume, freilich nicht zu bestreiten ist. Als eine mit einiger Sicherheit konstatierte säkulare Farbenänderung betrachtete man früher das Beispiel des Sirius, welcher heutzutage ein weißer Stern ist, während er im Altertum eine feurig rote Farbe besessen haben sollte. Eingehende Untersuchungen von Schiaparelli machen es aber wahrscheinlich, daß die Angaben der alten Schriftsteller, aus denen man auf eine rote Farbe des Sirius schließen wollte, bisher vermutlich eine falsche Übersetzung oder Auslegung erfahren haben. Ebenso unsicher und einer sorgfältigen Kontrolle bedürftig sind die Änderungen in der Intensität der Farbe, die einzelne Beobachter bei mehreren hellen Sternen, z. B. einigen Hauptsternen im Großen Bären, bemerkt haben wollen. Die einzigen Farbenänderungen, welche mit Sicherheit konstatiert worden sind, sind die bei einigen

neuen Sternen sowie bei einer größeren Zahl von Veränderlichen beobachteten. So zeigte z. B. die Nova Persei vom Jahre 1901, über die weiter unten noch nähere Mitteilungen folgen, während eines Zeitraumes von mehreren Monaten im Zusammenhange mit Schwankungen der Helligkeit auch periodische Schwankungen der Farbe, welche sich zeitweise von Rot bis zu Gelblichweiß erstreckten. Auch bei den Veränderlichen steht die Farbenänderung, wo eine solche beobachtet wird, im Zusammenhange mit dem Lichtwechsel. Wir werden bei der Besprechung der veränderlichen und der neuen Sterne noch einmal auf diese bemerkenswerten Erscheinungen zurückkommen.

Ein auf sorgfältigen Schätzungen beruhender Katalog von Sternfarben, alle Sterne bis zur 5. Größe nördlich von -10^0 Dekl. und eine Anzahl schwächerer, im ganzen 2520 Objekte umfassend, ist von Osthoff aufgestellt worden. Auch in der Potsdamer Photometrischen Durchmusterung von Müller und Kempf ist den Farben der Sterne eine besondere Aufmerksamkeit gewidmet worden. Diese Beobachter haben für jeden Stern, dessen Helligkeit sie bestimmten, auch die Farbe durch sorgfältige Schätzungen ermittelt, so daß ihre Arbeit einen Katalog der Farben von mehr als 14 000 Sternen bildet. Auf Grund dieses Verzeichnisses sind Müller und Kempf zu interessanten Ergebnissen über die Abhängigkeit der Helligkeitsmessungen von der Farbe gelangt. Sie fanden nämlich, daß die Differenz zwischen einem weißen und einem gelben Sterne von nahe gleicher Helligkeit in den verschiedenen photometrischen Katalogen um mehrere Zehntel einer Größenklasse, zum Teil bis zu 0^M4, verschieden gemessen ist. Worauf diese Unterschiede zurückzuführen sind, ist noch nicht mit voller Sicherheit festgestellt worden, vermutlich sind sie zum Teil persönlicher Natur, doch dürfte auch die Größe des benutzten Fernrohres von Bedeutung sein. Jedenfalls folgt aus diesen Untersuchungen, daß bei genauen Helligkeitsmessungen auf die Farbeneinflüsse unbedingt Rücksicht genommen werden muß, und daß Messungen eines Beobachters, dessen Verhalten in dieser Hinsicht nicht bestimmt worden ist, mit anderen Beobachtungen nicht ohne weiteres vergleichbar sind.

Die Farbe eines Sternes, wie sie das Auge sieht, ist übrigens durchaus keine einfache Erscheinung, und wie das Gelb der Sonne sich aus einer großen Zahl der verschiedenartigsten Farben, den Farben des Spektrums, zusammensetzt, ebenso verhält es sich mit den Farben der Sterne. Erst die Zerlegung des Sternlichtes im Spektroskop gibt uns ein sicheres Urteil über das, was das bloße Auge die Farbe eines Sternes nennt. Die genaue Bestimmung der Farbe eines Sternes ist daher eigentlich nur mit Hilfe eines Spektralphotometers (s. S. 250) möglich. Leider sind aber diese Beobachtungen infolge der großen Lichtschwäche der Sternspektren so schwierig, daß sie bisher nur an wenigen hellen Sternen ausgeführt worden sind. Die erste etwas umfangreichere Arbeit auf diesem Gebiete rührt von Wilsing und Scheiner her, die mit einem Crovaschen Spektralphotometer die Helligkeiten der Spek-

tren von 109 helleren Sternen an fünf verschiedenen, vom äußersten Blau bis zum Rot reichenden Stellen des Spektrums bestimmt haben. Wilsing hat dann in einer späteren Arbeit die Methode wesentlich verbessert und auf der Grundlage des Planckschen Strahlungsgesetzes sehr sorgfältige und genaue Bestimmungen der Farben und Helligkeiten der hellsten Sterne durchgeführt. Seine neue Methode benutzt die Erscheinung, daß bei selektiv reflektierenden Spiegeln und selektiv absorbierenden Filtern die Abhängigkeit des Reflexionskoeffizienten bzw. Transmissionskoeffizienten von der Wellenlänge mit genügender Genauigkeit durch dieselbe Funktion dargestellt wird, die auch im Planckschen Strahlungsgesetz den Zusammenhang zwischen Strahlungsenergie einer bestimmten Wellenlänge und Temperatur angibt. Infolgedessen besteht die Möglichkeit, durch Einschalten eines solchen geeigneten Filters in den Strahlengang eines Sternes dessen Licht in wohldefinierter Weise so abzuschwächen, daß der Stern als schwarzer Strahler von niedrigerer Temperatur erscheint und mit einer irdischen Lichtquelle von entsprechender Temperatur verglichen werden kann. Da die Temperatur der Sterne beträchtlich höher ist, als die irdischer Lichtquellen, so ist eine wesentliche Herabsetzung ihrer scheinbaren Temperatur durch solche Filter nötig, bevor ein Vergleich mit einer geeichten Glühlampe möglich ist. Die bekannten Konstanten des Filters gestatten dann aber rückwärts mit großer Genauigkeit die Temperatur des Sternes und damit auch seine Farbe zu bestimmen.

Einen Ersatz für die schwierige und umständliche spektralphotometrische Beobachtung der Sterne kann die Vergleichung der visuellen und der photographischen Helligkeiten der Sterne bieten. Die visuell bestimmte Größe eines Sternes bezieht sich nämlich auf diejenigen Teile des Spektrums, für welche das menschliche Auge am meisten empfindlich ist, und die im Mittel etwa der Wellenlänge 560 $\mu\mu$ entsprechen. Die photographische Größe dagegen gilt, gewöhnliche Bromsilbergelatineplatten vorausgesetzt, angenähert für die Wellenlänge 440 $\mu\mu$, das Maximum der Plattenempfindlichkeit. Die Differenz der beiden Größen, die man als *Farbenindex* bezeichnet, gibt also gewissermaßen eine spektralphotometrische Vergleichung der beiden genannten Spektralbezirke. Allerdings darf nicht übersehen werden, daß, wie die visuell bestimmten Helligkeiten von der Farbenempfindlichkeit des betreffenden Beobachters abhängen, gerade so auch die photographischen Größen von der verwendeten Plattensorte und dem für die Aufnahme benutzten Objektiv. (Zahlenmäßige Angaben für die Farbenindizes finden sich im nächsten Abschnitt.)

Die einzigen größeren Verzeichnisse von Farbenindizes, die bisher existieren, sind die beiden oben erwähnten photographischen Helligkeitskataloge von Schwarzschild und von Parkhurst und eines von King. In dem erstgenannten sind die Indizes durch eine Vergleichung der photographischen

Größen der Göttinger Aktinometrie mit den visuellen Größen der Potsdamer Durchmusterung von Müller und Kempf erhalten. In dem zweiten sind sowohl die photographischen Größen als auch die visuellen von Parkhurst bestimmt, und zwar die letzteren ebenfalls auf photographischem Wege, unter Benutzung geeignet präparierter Platten. Kings Verzeichnis beruht auf einer Vergleichung von ihm bestimmter photographischer Helligkeiten mit den visuellen Helligkeiten des Harvard-Katalogs. In den letzten Jahren hat Shapley für einige Sternhaufen, wie Messier 3 und Messier 13, die Farbenindizes von je etwa tausend Sternen bestimmt und auf diesem Wege uns Kenntnis von den in diesen Sternhaufen vorkommenden Spektraltypen verschafft.

Eine andere Methode, zu einem Urteile über die Sternfarben zu gelangen, ist von Comstock vorgeschlagen worden. Wenn man vor dem Objektiv eines Fernrohres ein aus parallelen Drähten bestehendes Gitter anbringt, so entsteht neben dem direkten Bilde des Sternes in der Brennebene des Fernrohres eine Reihe von Beugungsspektren, von denen die der ersten Ordnung, wenn das Gitterintervall hinreichend groß gewählt wird, eine so geringe Ausdehnung besitzen, daß sie fast wie Sterne gemessen werden können. Denkt man sich nun einen Stern, der ausschließlich rotes Licht aussendet, und einen anderen, der nur violettes Licht besitzt, so würden die Beugungsspektren des ersten Sternes, da rotes Licht stärker gebeugt wird als violettes, weiter von dem Zentralbilde abstehen, als die des zweiten. Umgekehrt kann man also aus der Messung dieses Abstandes in Verbindung mit dem bekannten Gitterintervall für jeden Stern die Wellenlänge des von ihm ausgesendeten Lichtes berechnen. Sterne von so einfacher spektraler Zusammensetzung, wie eben angenommen wurde, gibt es nun natürlich in Wirklichkeit nicht; vielmehr sind in dem Spektrum eines jeden Sternes alle Farben enthalten, nur hat je nach der Beschaffenheit des Sternes die eine oder die andere Farbe das Übergewicht. Die Lage des Beugungsbildes hängt somit davon ab, welches die wirksamste Wellenlänge in dem Spektrum des betreffenden Sternes ist. Wird diese (Comstock nennt sie die *effektive Wellenlänge*) bestimmt, so bietet sie also in der Tat eine Art photographischen Farbenäquivalents. Von Hertzsprung, Bergstrand, Lindblad u. a. ist nach diesem Verfahren bereits eine größere Zahl von effektiven Wellenlängen bestimmt worden.

3. Physische Beschaffenheit der Sterne.

Vor der Anwendung des Spektroskops bei der Untersuchung der Himmelskörper war über deren Natur und Beschaffenheit so gut wie nichts bekannt. Das Fernrohr brachte wohl die Objekte näher, ließ die Oberflächenbeschaffenheit der Körper unseres Sonnensystems, die Formen der Kometen erkennen, über ihren inneren Bau aber, über die Elemente, aus denen sie

gebildet sind, gab es keinen Aufschluß. Galt dies schon für die wenigen Körper unseres Systems, so versagte es vollends bei den Tausenden von Sternen; sie bleiben auch im lichtstärksten Fernrohr einfach Punkte. Auch die Photometrie brachte uns bei den Fixsternen nicht weiter als zur Bestimmung ihrer Helligkeitsverhältnisse. Erst die Zerlegung und Prüfung des Lichtes im Spektroskop, die Spektralanalyse, hat uns einen Einblick in die chemische und physikalische Konstitution jener fernen Körper vergönnt, und zwar leistet sie ihrer Natur nach gerade bei ihnen mehr als bei den Gliedern unseres Sonnensystems, die nur in erborgtem Lichte leuchten, also in der Hauptsache auch nur das Sonnenlicht reflektieren und das Sonnenspektrum zeigen; die einzige Ausnahme macht die Sonne selbst, und was die Spektralanalyse uns hier entschleiert hat, haben wir schon früher besprochen.

Die spektroskopische Untersuchung der Fixsterne ist naturgemäß mit sehr großen Schwierigkeiten verbunden, die in der Lichtschwäche der meisten Objekte ihren Grund haben. Erst mit Hilfe der Photographie ist es gelungen, die Spektra auch schwächerer Fixsterne mit einer Genauigkeit zu untersuchen und auszumessen, die derjenigen bei Messungen im Sonnenspektrum nur wenig nachsteht.

Bei Gelegenheit der allgemeinen Darstellung des Wesens der Spektralanalyse ist schon kurz angedeutet worden (S. 215), daß Fraunhofer der erste gewesen ist (1817), der die Verschiedenheiten in den Fixsternspektren erkannt hat[1]). Er hat sie natürlich nur erkannt, ohne ihre Bedeutung verstehen zu können; dazu mußte erst Kirchhoffs grundlegende Entdeckung gemacht sein. Erst seit Anfang der sechziger Jahre des vorigen Jahrhunderts ist die methodische Untersuchung der Fixsternspektra begonnen worden, und zwar durch Huggins und Secchi, denen sich dann weiterhin d'Arrest, Vogel, Lockyer, Dunér, Pickering, Müller, Scheiner, Wilsing u. a. anschlossen.

Durchmustert man die Sterne mit Hilfe eines an einem größeren Refraktor angebrachten Okularspektroskops, so wird man der Hauptsache nach nur vier sich deutlich voneinander unterscheidende Spektraltypen finden. Den 1. Typus bilden die weißen Sterne, in deren Spektrum hauptsächlich die Wasserstofflinien als dunkle, meist breite Streifen zu erkennen sind; den 2. Typus bilden die gelblichen Sterne mit einem Spektrum, das dem unserer Sonne nahe verwandt ist; zum 3. Typus gehören die rötlichen Sterne, deren Spektrum sich durch zahlreiche breite, meist einseitig nach Rot verwaschene Bänder auszeichnet, während die Sterne vom 4. Typus, die roten Sterne, infolge der noch breiteren, einseitig nach Violett verwaschenen Bänder nur

[1]) Daß die Intensitätsverteilung in den Spektren verschiedenfarbiger Sterne nicht die gleiche ist, hatte 1798 W. Herschel bemerkt, als er sich mit einem vor das Okular gehaltenen Prisma Sternspektren ansah. Die Absorptionslinien in den Sternspektren waren ihm aber entgangen.

einzelne Teile des Spektrums, vornehmlich Orange, Gelb und Grün, aufweisen. In der Fig. 193 werden nach einer schematischen Zeichnung von Vogel die vier Haupttypen der Sterne zur Anschauung gebracht, wie sie etwa bei der Betrachtung mit einem Spektroskop von geringer Dispersion erscheinen. Das oberste Spektrum kann als das Spektrum von Wega angesehen werden, das zweite als das eines der zahlreichen Sterne, deren Spektrum dem unserer Sonne ähnlich ist. Das dritte Spektrum steht zwischen den Spektren von α Orionis und α Herculis, das vierte ist das des Sternes 5. Größe Nr. 152 des Schjellerupschen Katalogs roter Sterne.

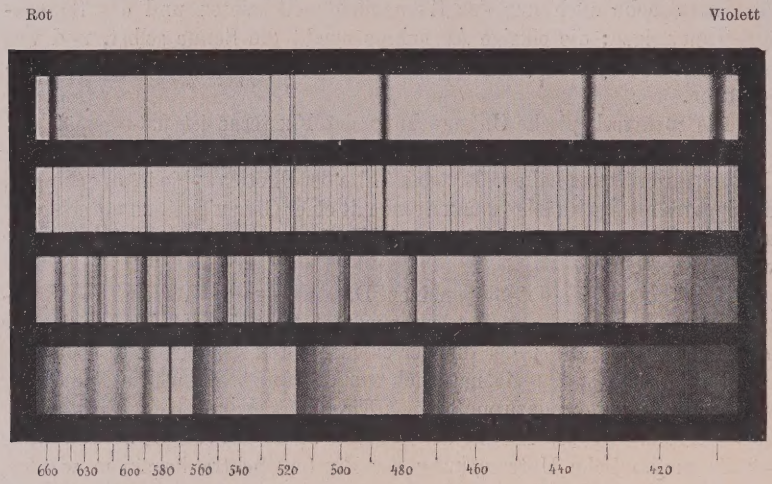


Fig. 193. Spektralklassen nach Secchi.
(Die Zahlen bedeuten die Wellenlängen in $\mu\mu$.)

Dies ist die Klassifizierung, welche Secchi aufstellte. Sie scheidet die Sterne in naturgemäßer und zutreffender Weise und wird daher auch heute noch zu einer summarischen Charakterisierung der Spektra benutzt, besonders wenn es sich um schwache Sterne handelt, in deren Spektren feinere Einzelheiten infolge ihrer Lichtschwäche nicht zu erkennen sind. Secchi legte seiner Klassifizierung zunächst einen schematischen Charakter bei, aber bald erkannte er den Zusammenhang zwischen seinen Typen und der Sternfarbe.

Nach Secchi stellte Vogel eine Klassifizierung auf, die in der Hauptsache als ein weiterer Ausbau der Secchischen anzusehen ist; allerdings betonte Vogel in weit höherem Maße als Secchi den Zusammenhang, der zwischen dem Spektrum eines Sternes und seiner Entwicklungsphase besteht.

Vogel unterscheidet nur drei Klassen von Spektren. Charakteristisch für die I. Klasse, nämlich die Spektra, welche hauptsächlich nur breite Wasserstofflinien haben und einige Spektrallinien von Metallen nur schwach hervortreten lassen, ist die große relative Intensität der blauen und violetten Teile

des Spektrums gegenüber den weniger brechbaren Teilen, was einen sehr hohen Glühzustand des Körpers anzeigt. In den Spektren der II. Klasse treten die Linien der Metalle besonders deutlich hervor, während die Wasserstofflinien an Breite und Intensität mehr und mehr abnehmen. Die weiter entwickelten Spektra dieser Klasse zeigen schon Andeutungen von Banden.

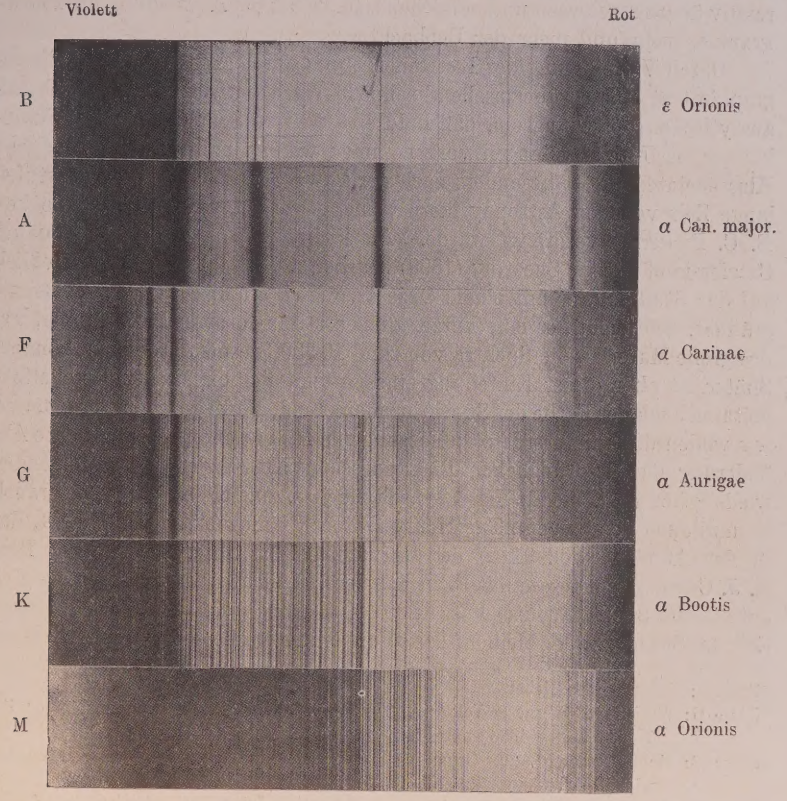


Fig. 194. Typen von Sternspektren nach Pickering.

In den Spektren der Klasse IIIa (Secchis 3. Typus) sind die zahlreich auftretenden Absorptionsbanden, welche sich bei Anwendung stärkerer Zerstreuung in Liniensysteme auflösen, meist nach dem roten Ende des Spektrums hin verwaschen, während bei der Klasse IIIb (Secchis 4. Typus) die wenigen, aber viel breiteren Banden meist nach dem violetten Ende des Spektrums verwaschen sind. Vogel faßt also die zwei von Secchi getrennten Typen mit starken Absorptionsbanden in eine Klasse zusammen, und er will damit zum Ausdruck bringen, daß IIIb genetisch nicht etwa auf IIIa

folgt, sondern eine Parallelreihe zu IIIa bildet, eine Ansicht, die man auch heute noch teilt. Die relative Intensität der brechbareren Teile des Spektrums gegenüber den weniger brechbaren Teilen ist bei der II. Klasse schon auffallend geringer als bei der I. Klasse; bei den Spektren der Klasse IIIa und noch mehr bei denen der Klasse IIIb sind die violetten und blauen Teile relativ überaus schwach und entziehen sich, selbst bei Anwendung der Photographie, mehr und mehr der Beobachtung.

Durch Verfeinerung der Instrumente und durch Anwendung der Photographie trat eine so überraschend schnelle Weiterentwicklung der spektralanalytischen Forschung ein, daß bald eine weitere Scheidung der Spektralklassen in Unterabteilungen vorgenommen werden mußte. Die Vogelsche Klasseneinteilung ist besonders nach der Erweiterung durch Zwischenstufen lange Zeit von den Astrophysikern benutzt worden, bis sie durch die von E. C. Pickering verdrängt wurde. Als Pickering sein Werk „The Draper Catalogue of Stellar Spectra" (1890) bearbeitete, welches sich ausschließlich auf das Studium der mit einem Objektivprisma erhaltenen Spektrogramme gründet, gebrauchte er eine kurze, zunächst rein formale Bezeichnung, um das große Material, die Spektra von rund 10 350 Sternen, ordnen zu können. Später ist aber dieser Einteilung eine gut mit der physischen Beschaffenheit und auch der Farbe der Sterne harmonierende Form gegeben worden, und wir wollen diese in ihrer letzten Fassung von Miss Cannon veröffentlichte Abänderung der ursprünglichen Pickeringschen Klassifizierung im folgenden wiedergeben (vgl. hierzu Fig. 194), da sie jetzt ausschließlich im Gebrauch ist und auch dem neuen „The Henry Draper Catalogue" zugrunde liegt, der in den Annalen (vol. 91ff.) des Harvard College Observatory durch Miss A. J. Cannon gemeinsam mit Pickering veröffentlicht wurde. Dieser Katalog enthält die Spektra von mehr als 200 000 Sternen, und wird wohl für lange Zeit das Standardwerk bleiben. Miss Cannon unterscheidet folgende Klassen:

Klasse P: Planetarische Nebel.

Klasse O: Wolf-Rayet-Sterne (γ Velorum, ζ Puppis), welche durch Emissionsbänder bei λ 4633 und λ 4686 charakterisiert sind.

Klasse B: Heliumsterne (δ und ε Orionis). Einige Heliumlinien haben dieselbe Intensität wie die Wasserstofflinien.

Klasse A: Siriussterne (Sirius, Wega). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Wasserstofflinien. Die Kalziumlinie K und die Sonnenlinien sind schwach.

Klasse F: (δ Aquilae, α Carinae). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H und K; die Wasserstofflinien sind weniger stark als diese, aber immer noch stärker als die zahlreichen Sonnenlinien.

Klasse G: Sonnensterne (Sonne, α Aurigae). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H und K und die Liniengruppe G.

Klasse K: (α Bootis). Die durch große Intensität auffallendsten Linien sind die Kalziumlinien H, K, g und das Band G. Die Intensität im kontinuierlichen Spektrum nimmt bei den kleineren Wellenlängen stark ab.

Klasse M: (β Andromedae, α Orionis, α Herculis, Mira Ceti). Die Kalziumlinien H, K, g sind noch stärker, die Intensität bei kleineren Wellenlängen noch geringer als bei Klasse K; außerdem treten Banden im blaugrünen und grünen Teil des Spektrums auf.

Klasse R: (B.D. + 42° 2811 und B.D. + 57° 702). Die Sterne dieser Klasse schließen sich an die Sonnensterne an und bilden einen stetigen Übergang von diesen nach der Klasse N, deren Absorptionsbänder sie bereits besitzen. Bei der Klasse G findet also eine Gabelung der Harvardreihe statt: G über K nach M und G über R nach N.

Klasse N: Sterne des IV. Typus nach Secchi oder der Klasse III b von Vogel (19 Piscium).

Klasse Q: Abnorme oder zusammengesetzte Spektra, welche sich nicht in die obigen Klassen einreihen lassen (η Carinae).

Um die Übergänge zwischen den Hauptklassen zu kennzeichnen, wird zwischen die Buchstaben der beiden Klassen, zwischen welche das Sternspektrum am besten paßt, noch eine Zahl gesetzt. So bezeichnet z. B. B 1 A (abgekürzt auch B 1 geschrieben) das Spektrum eines Sternes, das nur wenig von dem der Klasse B abweicht, aber doch schon Eigentümlichkeiten der Klasse A, wenn auch nur in sehr geringem Grade, zeigt, während bei B 9 A (B 9) das Umgekehrte gilt. Gehört ein Spektrum genau zu einer der obigen Klassen, so fügt man eine Null zu dem Klassenbuchstaben, z. B. A 0. In der Einleitung zum neuen Draper-Katalog sind diese Unterabteilungen näher charakterisiert, ferner ist für eine jede ein typischer Stern als Beispiel gegeben, doch würde es hier zu weit führen, diese Einzelheiten mitzuteilen.

Eine andere, früher manchmal benutzte Einteilung der Sternspektra ging gleichfalls von der Harvard College-Sternwarte aus, und zwar von Miss Maury. Sie unterscheidet 22 Hauptgruppen von Spektren, zwischen die noch zahlreiche Untergruppen eingeschaltet sind. Die Klassifizierung ist indessen wenig übersichtlich und soll hier nicht dargelegt werden. Sehr wertvoll sind aber die in diesen Untersuchungen enthaltenen Angaben über die Breite und das Aussehen der Spektrallinien zahlreicher Sterne. Miss Maury wies nämlich auf Sterne der Klassen A bis F hin, die zwar kräftige, aber im Vergleich zu anderen Sternen abnorm schmale Absorptionslinien besitzen. Diese Sterne, z. B. α Cygni, die nach Miss Maury „*c*-Sterne" genannt werden, nehmen, wie wir später sehen werden, eine besondere Stellung unter den übrigen Sternen ein.

Die Beziehungen zwischen diesen verschiedenen Klassifizierungen sind in den folgenden Tabellen gegeben.

Secchi	Harvard
I	B, A
I—II	F
II	G
II—III	K
III	M
IV	N

Vogel	Harvard	Maury	Harvard	Maury	Harvard
Ia_1 u. Ia_2	A	I	Oe 5	XII	F5
Ib	B	II	Bo	XIII	F8
Ia_3—IIa	F	III	B1	XIV	Go
IIa	G	IV	B2	XV	Ko
IIb	O	V	B5	XVI	K5
IIa—IIIa	K	VI	B8	XVII	Ma
IIIa	M	VII	Ao	XVIII	Ma
IIIb	N	VIII	Ao	XIX	Mb
		IX	A2	XX	Md
		X	A5	XXI	N
		XI	Fo	XXII	Ob

Die Klassifikationen von Secchi, Vogel und die des Harvard-Observatoriums beruhen auf dem beobachteten Verhalten der Sternlinien; sie sind rein empirisch und setzen nicht einmal die Kenntnis der chemischen Elemente, denen die Sternlinien angehören, voraus, ebenso wenig wie die Kenntnis der Bedingungen, unter welchen diese Linien im Laboratorium erzeugt werden können. Diese Klassifikation nach den Spektren allein ist aber trotzdem nicht nur eine bequeme Art der Beschreibung und Katalogisierung, sondern sie hat einen tieferen Sinn, sie ist ein natürliches System. Darauf weist nicht allein die große Einfachheit und die völlige Kontinuität der Reihe hin, in die sich 99% aller Sterne zwanglos einreihen lassen, sondern auch die merkwürdige Beziehung zwischen den pekuliaren Eigenbewegungen und den Radialgeschwindigkeiten einerseits und dem Spektraltypus andererseits. Wie wir später sehen werden, wachsen erstere von den B-Sternen an in regelmäßiger Folge zu den M-Sternen hin.

Es liegt die Vermutung nahe, daß im wesentlichen die verschiedene chemische Zusammensetzung der Sternatmosphären die Ursache dieser sich in der Spektralreihe aussprechenden Gesetzmäßigkeit ist, aber diese Deutung hält einer schärferen Prüfung nicht stand. Bei der großen Zahl chemischer Elemente ist nämlich eine solche Einfachheit der Reihe, wie sie gerade aus den Beobachtungen folgt, nicht erklärbar, vielmehr müßte man eine sehr große Mannigfaltigkeit der Spektren erwarten. Der stetige Übergang von einer Spektralklasse zur anderen würde ferner eine völlig kontinuierliche Abstufung des Mischungsverhältnisses der verschiedenen Elemente in den Sternen voraussetzen, eine Annahme, die im höchsten Grade unwahrscheinlich ist. Auch die Erfahrung spricht für eine ziemlich gleichmäßige Verteilung der Elemente im Universum Am genauesten ist die chemische Zusammensetzung der Sonne und damit auch die der Sterne der Klasse G bekannt. Fast alle stärkeren Spektrallinien dieser Himmelskörper lassen sich im Laboratorium reproduzieren und bestimmten Elementen zuordnen. Elemente, die man in der Sonne, aber zunächst nicht oder nur äußerst spärlich auf der Erde fand, ließen sich bei vertiefter Forschung auch hier in gleicher Häufigkeit auffinden. Zwei Beispiele

seien hierfür genannt. Helium war schon lange vorher in der Sonne beobachtet worden, ehe Ramsay seine Existenz auf der Erde entdeckte. Jetzt, wenige Jahre danach, gewinnen die Amerikaner zu technischen Zwecken sehr bedeutende Mengen dieses Gases aus den Ölquellen von Texas und Oklahoma. Ganz ähnlich verhält es sich mit dem Scandium, das als eines der seltensten Elemente auf der Erde galt, weil sich von ihm bis vor kurzer Zeit nur wenige Gramm in den Händen der Chemiker befanden, das sich aber in der Sonne und den meisten Sternen durch viele, kräftige Linien bemerkbar macht. Eine spektroskopische Untersuchung zahlreicher Mineralien und Gesteine durch Eberhard hat nun aber gezeigt, daß Scandium auf der Erde ein weitverbreitetes, stets aber nur in geringer Konzentration vorkommendes Element ist. Diese und ähnliche Erfahrungen sprechen somit gegen den Versuch, die Spektralklassen als Ausdruck einer verschiedenen Verteilung der chemischen Elemente auf den Sternen zu betrachten.

Nun offenbart sich aber ein chemisches Element in den verschiedenen Spektralklassen nicht immer durch dieselben Spektrallinien. In den B- bis F-Sternen herrschen die sogenannten Funkenlinien der Elemente vor, in den G- bis K-Sternen die Bogenlinien, in den M- und N-Sternen neben den Bogenlinien noch die Bandenspektren der Verbindungen. Es müssen also die Bedingungen, unter welchen die Elemente ihre Linien emittieren, in den verschiedenen Klassen sehr verschieden sein. Wenn diese für das Auftreten einer Linie nötigen Bedingungen in einem Stern nicht vorhanden sind, wird man eben das Element in dem betreffenden Stern nicht nachweisen können, selbst wenn es in reicher Menge in ihm vorhanden ist. Ein schönes Beispiel, wie das Auftreten einer Spektrallinie von dem Vorhandensein gewisser Bedingungen abhängt, bietet die berühmte Heliumlinie λ 4686. Diese ist in den planetarischen Nebeln, den O-Sternen, den neuen Sternen und in der äußeren Chromosphärenschicht der Sonne sichtbar, in den an Helium reichsten Sternen (Klasse B) aber fehlt sie. Versuche von Fowler zeigten nun, daß λ 4686 nur dann aufleuchtet, wenn man stark verdünntem Helium möglichst hohe Energiemengen aufzwingt, wie das in Vakuumröhren durch stark kondensierte elektrische Funken geschieht.

Da, wie wir sahen, die Verteilung der chemischen Elemente in unserem Fixsternsystem im großen und ganzen gleichartig ist, so muß man wohl annehmen, daß die Bedingungen des Leuchtens auf den verschiedenen Sternen nicht die gleichen sind. Nun unterscheiden sich die Spektralklassen aber nicht nur durch die für sie charakteristischen Absorptionslinien, sondern auch durch die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum; die Sterne besitzen eine verschiedene Farbe. Von den weißen B-Sternen an nimmt die Farbe regelmäßig bis zu den rötlichen M- und N-Sternen zu, genau wie ein weißglühender Körper bei seiner Abkühlung nach und nach röter wird, bis er schließlich zu leuchten aufhört. Andere Farben, als diese

„Abkühlungsfarben" kommen bei den Sternen nicht vor. Die in der folgenden Tabelle zusammengestellten Farbenindizes und effektiven Wellenlängen zeigen diesen Zusammenhang zwischen Farbe und Spektraltypus auf das deutlichste.

Spektral-typus	Farben-index	Effektive Wellenlänge A. E.	Spektral-typus	Farben-index	Effektive Wellenlänge A. E.	Spektral-typus	Farben-index	Effektive Wellenlänge A. E.
	M			M			M	
Bo	— 0.24	4168	Ao	0.00	4216	F8	+ 0.50	4316
B1	— 0.22	4172	A2	+ 0.06	4228	Go	+ 0.56	4328
B2	— 0.19	4178	A3	+ 0.08	4232	G5	+ 0.78	4372
B3	— 0.17	4182	A5	+ 0.14	4244	Ko	+ 1.00	4416
B5	— 0.12	4192	Fo	+ 0.28	4272	K2	+ 1.07	4430
B8	— 0.05	4206	F2	+ 0.34	4284	K5	+ 1.18	4452
B9	— 0.02	4212	F5	+ 0.42	4300	M	+ 1.35	4486

Die Intensitätsverteilung im kontinuierlichen Spektrum eines glühenden Körpers und damit dessen Farbe hängt aber nach den Gesetzen der Strahlungstheorie von der in dem Körper herrschenden Temperatur ab. Nun beginnen die Klassifizierungen mit den weißen und enden mit den roten Sternen, und schon allein aus dieser Beobachtungstatsache kann man auf Grund des Wienschen Verschiebungsgesetzes folgern, daß sich die Temperatur von den B-Sternen an nach den roten hin erniedrigt. Mißt man aber mit einem Spektralphotometer die Intensitäten der einzelnen Bezirke eines Sternspektrums, so kann man mit Hilfe der Planckschen Energiegleichung, genau wie bei der Sonne, die effektive Temperatur zahlenmäßig angeben. Wilsing, Scheiner und Münch, später Rosenberg haben auf diese Weise Sterntemperaturen bestimmt. Die in nachstehender Tabelle aus einer größeren Zahl von Sternen

Spektralklasse	Temperatur
B1	10400
A1	9700
F1	7000
G1	5200
K1	4200
Ma	3300
Mb	3000

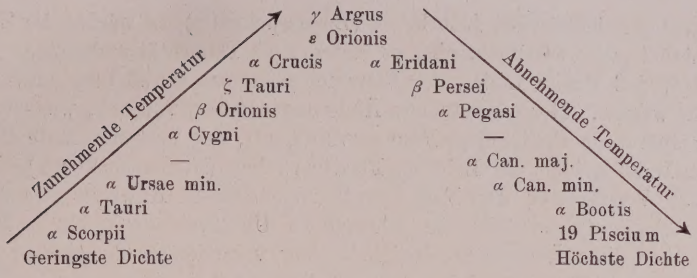
abgeleiteten Mittelwerte der effektiven Temperaturen verlaufen parallel mit dem Spektraltypus, wie in der vorangehenden die Farbe. Die Verschiedenheit der Spektraltypen wird also in der Hauptsache durch die Verschiedenheit der Temperaturen erzeugt; die Spektralklassen haben somit eine physikalische Bedeutung, sie stellen sehr nahe eine Temperaturskala dar. In einer weiteren Tabelle sind Einzelwerte der von Wilsing bestimmten Temperaturen nebst den Farben der Potsdamer Photometrischen Durchmusterung für einige Sterne zusammengestellt.

Stern	Spektral-klasse	Tem-peratur	Farbe Potsdam	Stern	Spektral-klasse	Tem-peratur	Farbe Potsdam
$\varkappa$ Draconis	B5p	22500	W	α Persei	F5	5700	GW
π^4 Orionis	B3	19700	GW	α Ursae minoris	F8	5600	GW
ζ Draconis	B5	19300	W	β Geminorum	G9	4900	WG
γ Orionis	B2	15200	GW	η Draconis	G6	4800	G
λ Orionis	Oe5	14900	GW	η Pegasi	G2	4700	G
β Cephei	B1	13500	W	δ Bootis	G5	4500	WG
α Coronae bor.	A	11900	W	ε Geminorum	G8	4000	RG
β Persei	B8	10500	—	α Serpentis	K1	3900	G
α Leonis	B8	10100	GW	α Arietis	K2	3900	WG
α Lyrae	Ao	9400	W	α Bootis	Ko	3700	WG
α Cygni	A2	9400	W	β Ursae minoris	K4	3700	G
α Andromedae	F2	9400	W	α Tauri	K5	3500	G
α Ophiuchi	A5	8100	GW	α Ceti	Ma	3400	G
α Aquilae	A5	8100	GW	β Andromedae	Ma	3200	RG
α Canis minoris	F3	7200	GW	α Orionis	Ma	3000	—
α Aurigae	G	7100	WG	α Herculis	Mc	3000	—
γ Cassiopejae	Bp	6800	W	$\varkappa$ Serpentis	K7	2900	G
γ Cygni	F9	6300	WG	β Pegasi	Mb	2800	—
ζ Herculis	G1	6100	WG				

Die Spektralklassen gehen, wie schon mehrfach erwähnt wurde, in stetiger Aufeinanderfolge ineinander über; es müssen somit auch die Sterntemperaturen eine solche stetige Aufeinanderfolge aufweisen, und diese setzt wiederum einen kontinuierlichen, von den Sternen zu durchlaufenden Prozeß voraus. Unter der Einwirkung des Begriffes der Entwicklung, der im letzten Viertel des vorigen Jahrhunderts ganz allgemein in die Wissenschaft eindrang, sahen nun die Astrophysiker in den Spektralklassen die verschiedenen Stadien eines Entwicklungsprozesses der Sterne sich abspiegeln. Man nahm an, daß die Sterne nach und nach entstanden sind, — die heißesten zuletzt —, daß sie durch eine nach und nach durch Ausstrahlung stattfindende Abkühlung gelber, dann rötlicher werden (sie „altern"), bis sie schließlich ganz erlöschen. [In diesem Sinne redet man öfters auch von jüngeren und älteren Sternen, indem man unter ersteren die weißen, unter letzteren die stärker gefärbten versteht.] Eine Abkühlung ist in der Tat ein stetiger physikalischer Prozeß. Die Spektralklassen sind nach dieser Ansicht eine Skala abnehmender Temperaturen, durch die das Stadium der Entwicklung eines Sternes gekennzeichnet ist. Dieser Sinn ist den Spektralklassen bis in die letzte Zeit von fast allen Astrophysikern beigelegt worden. Man kann freilich mit demselben Recht in den Klassen eine Skala zunehmender Temperaturen sehen, so daß die roten Sterne die jüngsten, die weißen die ältesten wären. Bei Annahme dieser zweiten physikalischen Deutung der Spektralklassen verschwinden gewisse Schwierigkeiten, die bei Annahme der ersten nur durch Hinzufügung von weiteren Hypothesen behoben werden können. Die roten

Sterne, die jetzt erste von uns wahrnehmbare Phase der Sternentwicklung, kann man sich durch Zusammenballung nicht leuchtender Materie (größere Körper oder kosmischer Staub) entstanden denken. Nimmt man an, daß sich diese nach einem beliebigen Geschwindigkeitsgesetz bewegt, so müssen, wie Seeliger gezeigt hat, die mittleren Geschwindigkeiten der aus ihr entstandenen Sterne mit wachsender Masse abnehmen, die Temperaturen gleichzeitig zunehmen. Das entspricht der bereits erwähnten Tatsache, daß von den M-Sternen an die mittleren Geschwindigkeiten immer weiter abnehmen, je weiter man sich den B-Sternen, den heißesten, nähert, welche auch, wie Ludendorff fand, die größten Massen besitzen.

Aber eine Schwierigkeit bleibt doch bestehen, nämlich die, daß man nur einen Teil des Entwicklungsvorganges, entweder den der zunehmenden oder den der abnehmenden Temperaturen, vor sich hat. Die Annahme aber, daß die Zeit, seit der sich Sterne überhaupt bilden, viel zu kurz ist, als daß man den ganzen Entwicklungsprozeß in den der Beobachtung zugänglichen Sternen wahrnehmen könnte, entbehrt zu sehr der Wahrscheinlichkeit, als daß sie ernstlich in Betracht gezogen werden könnte. Diese Schwierigkeit ist schon frühzeitig von Lockyer erkannt worden, und er suchte sie durch seine von der obigen ganz abweichende Klassifizierung zu beheben. Lockyer setzte voraus, daß die Sterne sich aus den planetarischen Nebeln bilden, die er als große Meteorwolken ansah. Durch die fortwährenden Zusammenstöße der einzelnen Körper in der Wolke beginnt diese zu leuchten; nach und nach wird sie durch die infolge der dauernden Kondensation zunehmende Häufigkeit der Zusammenstöße an Temperatur immer mehr zunehmen und immer weiter vergast werden, bis sie schließlich ganz in einen Gasball verwandelt ist. Daß ein solcher Vorgang möglich ist, hat G. H. Darwin auf streng mathematischem Wege nachgewiesen. Der entstehende Stern besitzt somit zunächst niedrige Temperatur und geringe Dichte; er besteht noch aus einzelnen festen Meteoren und den Gasen der durch die Zusammenstöße verdampften Meteore. Lockyer setzt die M-Sterne deshalb an den Anfang seiner Klassen, weil er glaubte, daß die hellen Linien, welche in den Md-Sternen (Mira Ceti-Typus) sichtbar sind, ein Anzeichen dafür seien, daß diese Sterne in einem frühen Stadium der Kondensation seien. Ist die Meteorwolke aber ganz zum Gasball geworden, so zieht sich dieser infolge der dauernden Energieausstrahlung zusammen. Nach dem Ritterschen Gesetz steigt die Temperatur zunächst an bei gleichzeitiger Zunahme der Dichte. Ist diese dann aber so groß geworden, daß die Gesetze der idealen Gase nicht mehr gelten, so endet das Ansteigen der Temperatur, und bei noch weiterer Zunahme der Dichte beginnt nun die Abkühlung. Jeder Stern durchläuft also zweimal dasselbe Temperaturstadium, einmal aufsteigend bei geringer Dichte, ein zweites Mal absteigend bei großer Dichte, er wird also auch zweimal sehr nahe dasselbe Spektrum besitzen. Beifolgendes Schema gibt die Klassen



Lockyers an, repräsentiert durch je einen typischen Stern. Die auf gleicher Linie stehenden Sterne haben nahe gleiche Temperatur. Nach den Namen der Sterne benennt er die Klassen: Antarian, Aldebaranian, Polarian, Cygnian, Rigelian, Taurian, Crucian, Alnitamian, Argonian, Achernian, Algolian, Markabian, Sirian, Procyonian, Arcturian und Piscian.

Da die Masse des Sternes während des Prozesses unverändert bleibt, muß der Gasball im Stadium steigender Temperatur wegen der geringen Dichte eine bedeutend größere Oberfläche besitzen, als bei der größeren Dichte und fallender Temperatur. Obwohl also die Oberflächeneinheit in beiden Stadien dieselbe Leuchtkraft besitzt, d. h. die Flächenhelligkeit dieselbe ist, weil die Temperatur die gleiche ist, wird der Stern im aufsteigenden Stadium dem Beobachter bei gleichem Spektrum sehr viel heller erscheinen müssen, als im absteigenden. Nach der Lockyerschen Theorie haben wir nun in der Tat den ganzen Lebensprozeß des Sternes vor Augen; dieser ist aber nicht mehr, wie in den anderen Theorien, von der Temperatur allein, sondern auch noch von der Dichte abhängig. Der Entwicklungsprozeß ist gewissermaßen jetzt Funktion zweier, physikalisch voneinander unabhängiger Variabeln, der Temperatur und der Dichte. Es handelt sich nun darum, Kriterien sowohl für die Temperaturstufe als auch dafür zu finden, ob sich der Stern auf dem aufsteigenden oder absteigenden Ast seiner Entwicklung befindet. Diese Kriterien entnahm Lockyer ausschließlich den ausgedehnten Laboratoriumsexperimenten, die er und seine Schüler anstellten.

Schon mehrfach haben wir erwähnt, daß das Spektrum eines Elements, je nach der Art, wie es erzeugt wird, Änderungen zeigt, und wir haben auch ein Beispiel dieser Veränderlichkeit angeführt. Diese Abhängigkeit des Spektrums von der Art der Erzeugung, welche schon früh von den Spektroskopikern bemerkt worden ist, lieferte nun Lockyer die Kriterien für die Einreihung der Sternspektra in die richtige Stelle seiner Klassifizierung. Wir wollen uns daher etwas näher mit diesen experimentellen Tatsachen beschäftigen. Verdampft man ein Präparat in einer Gas- oder Wasserstoffflamme (Flammenspektrum), so erscheinen meist nur wenige Linien, häufig daneben noch Banden von Verbindungen des Elements. Verdampft man das gleiche

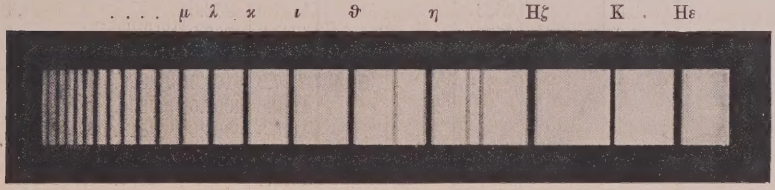
Präparat im elektrischen Lichtbogen (Bogenspektrum), so wächst die Zahl der Linien meist erheblich, aber es treten auch Intensitätsänderungen der Art auf, daß starke Linien des Flammenspektrums schwächer, schwache stärker werden. Noch auffälligere Änderungen gehen vor sich, wenn man das Präparat im elektrischen Funken verdampft, den man mit Hilfe eines großen Induktoriums mit Leidener Flaschen erhält (Funkenspektrum). Bei weiterer Verstärkung der Funkenentladungen durch Anwendung mächtigster Apparate entsteht das sogenannte Überfunkenspektrum. Man hat früher diese Änderungen lediglich einer veränderten Temperatur bei der Verdampfung zugeschrieben, in dem Sinne, daß der Bogen eine höhere Temperatur als die Flamme, der Funken eine höhere als der Bogen besitze. Zweifellos ist dies bis zu einem gewissen Grade richtig, aber es sind neben der Temperatur auch noch andere Verhältnisse maßgebend, z. B. chemische und elektrische Einwirkungen; ferner ist bekannt, daß die Dichte des Dampfes oder Gases, ebenso das gleichzeitige Vorhandensein anderer Elemente eine gewisse Rolle bei den Intensitätsänderungen der Linien spielt. Ganz neue Anschauungen über das Wesen und die Entstehung der Spektren überhaupt, wie über die soeben berührte Frage entwickelt die moderne Atomphysik, doch können wir darauf hier nicht näher eingehen[1]). Wir wollen uns vielmehr darauf beschränken, das Auftreten der Linien einer bestimmten Erregungsart als charakteristisch für eine bestimmte Spektralklasse und Temperatur zu betrachten, ohne auf tiefere Fragen Rücksicht zu nehmen. Lockyer hat nun durch ausgedehnte Laboratoriumsversuche die Linien herausgesucht, die am stärksten auf Veränderungen reagieren. Einen besonderen Wert legte er auf die bei Funkenentladungen verstärkten Linien (enhanced lines, Funkenlinien), deren Auftreten er, den früheren Anschauungen entsprechend, erhöhter Temperatur zuschrieb. Durch eine Temperatursteigerung sollte das Element gewissermaßen zerlegt werden in einfachere Bestandteile. Den Teil der Elemente, der diese Funkenlinien gab, bezeichnete er als „Protoelement". Beispielsweise gehört die Funkenlinie λ 4481 des Magnesiums nach Lockyer dem Protomagnesium an. Heute würde man das, was Lockyer „Protoelement" nennt, als ein ionisiertes Atom ansehen, das ist ein Atom, dem ein oder mehrere Elektronen verloren gegangen sind, und das eine positive elektrische Ladung besitzt. Daß man neben diesen Funkenlinien gleichzeitig noch die anderen Linien sieht, rührt nach Lockyer daher, daß um die Region höchster Temperatur, in der die Funkenlinien entstehen, eine Hülle kühlerer Dämpfe herumlagert, welche die anderen Linien erzeugt. In Laboratoriumsversuchen ist das Auftreten dieser kühleren Hülle nicht zu vermeiden, in den Sternen aber, meint Lockyer, fehlt diese oder macht sich wenigstens nur

[1]) Siehe Näheres darüber in dem Buche: Sommerfeld, Atombau und Spektrallinien. 3. Aufl., Braunschweig 1922.

wenig bemerklich. Jedenfalls findet man, daß in Sternen manchmal nur die Funkenlinien vorhanden sind, die anderen nicht, oder umgekehrt.

Wir wollen hier die Spektra und ihre mit der Art der Erregung eintretenden Veränderungen für einige Elemente kennen lernen, welche für die Spektralklassifizierung, besonders nach Lockyer, von Interesse sind.

Der Wasserstoff besitzt zwei Spektra, deren eines eine höchst charakteristische Anordnung aufweist. Die Linien derselben folgen nämlich in einer rhythmischen Reihe aufeinander (Fig. 195), welche man Serie nennt. Auch zahlreiche andere Elemente zeigen solche Serien, die man in Haupt- oder Nebenserien teilt. Manche Elemente besitzen mehrere derartige Serien. Rydberg, Kayser und Runge haben sich zuerst mit diesen Serien genauer befaßt, welche für die moderne Atomphysik eine außerordentliche Bedeutung gewonnen haben. Außer dem Wasserstoff besitzt auch das Helium eine für die Sternklassifizierung wichtige Serie, die sogenannte ζPuppis-Serie, die zuerst von Pickering im Spektrum von ζPuppis aufgefunden wurde, wie



Violett Fig. 195. Spektrum von β Orionis. Rot

auch die Wasserstoffserie zuerst in Sternspektren erkannt worden ist. Man schrieb die ζPuppis-Serie zuerst gleichfalls dem Wasserstoff zu, aber Fowler zeigte, daß sie dem Helium zukommt, und er fand auch die Bedingungen, unter welchen man sie und die Heliumlinie λ 4685.98 (Überfunkenlinie) im Laboratorium zum Leuchten bringen kann. Außer dem Helium besitzen auch der Sauerstoff und der Stickstoff, je nach der Art der Erregung, verschiedene Linienspektren. Aber nicht nur die Gase besitzen mehrfache Linienspektren, sondern auch zahlreiche andere Elemente, wie C, Si, Ca, Sr, Mg, Ti, Fe usw. Lockyer hat mit seinen Schülern in langjährigen Arbeiten für die meisten Elemente die Funkenlinien aufgesucht. Eine Zusammenstellung aller dieser kann hier nicht gegeben werden, aber die Funkenlinien einiger Elemente, welche für die Klassifizierung besonders wertvoll sind, und denen auch an sich größeres Interesse zukommt, werden in umstehender Tabelle angeführt.

Nach diesen Vorbereitungen können wir nun die von Lockyer benutzte Methode zur Einteilung der Sterne in Klassen leicht verstehen. Lockyer vergleicht zunächst die Sternspektra mit denen der Elemente bei verschiedener Emissionsanregung und erhält dadurch die Spektralklasse des Sternes,

Wasserstoff	Helium		Kohlenstoff	Sauerstoff		Stickstoff		Silizium	Schwefel
Funken	Funken	Überfunken	Überfunken	Funken	Überfunken	Funken	Überfunken		
								Bogen (Gruppe I)	
Hα 6563.0	7065.5			3982.9	5592.6	4803.5	4867.3	4103.2	
Hβ 4861.5	6678.4	4685.98		3973.4	3961.7	4788.3	4859.6	3905.7	Überfunken
Hγ 4340.6	5875.9			3954.5	3791.5	4779.9	4642.1		4285.1
Hδ 4102.0	5047.8	ζ Puppis Serie	5826.7	3945.2	3774.2	4643.3	4640.8	Funken (Gruppe II)	4253.8
Hε 3970.2	5015.7	5410.5	5812.0	3919.5	3760.1	4630.7	4634.3	4131.1	
Hζ 3889.1	4922.1	4541.3	5801.4	3912.1	3757.4	4621.6	4546.5	4128.1	
Hη 3835.3	4713.2	4200.3	5696.0	3882.3	3754.9	4614.1	4535.2	3862.7	Funken
Hϑ 3798.3	4471.6	4026.0	4651.6	3749.7	3715.2	4607.3	4534.7	3856.1	5032.7
	4388.1	3924.0	4650.4	3746.1	3707.4	4601.7	4523.8		5027.4
	4143.9	3860.8	4647.6	3727.5	3703.5	4552.7	4518.3	Funken (GruppeIII)	5014.3
	4121.0	3815.7		3712.8	3702.9	4530.6	4515.0	4574.9	5009.8
	4026.3	3783.4			3698.9	4507.7	4511.1	4568.0	4992.2
	3964.9		Funken			4847.2	4379.3	4552.8	4925.5
	3888.8		6583			4432.9	4346.0		4924.3
	3867.6		6578			4241.9	4200.2	Überfunken (Gruppe IV)	4917.4
	3819.7		4267.3			4237.1	4195.8	5740.2	4815.0
						4227.9	4103.5	4829.4	4716.4
						4179.8	4097.5	4820.1	4552.6
						4176.3	4003.6	4813.7	4525.2
						4171.8	3998.8	4116.4	4464.6
						4043.7		4089.0	4294.6
						4041.5			4162.9
						4035.2			4153.3
						4026.2			4145.3
						3995.1			4142.4

bzw. seine Temperaturstufe. So enthalten die N- und M-Sterne die Linien und Banden, welche die äußeren Hüllen der Bogenflamme zeigen. Diese äußeren Hüllen besitzen aber eine niedrigere Temperatur als der Kern des Bogens. Es müssen somit die N- und M-Sterne eine niedrigere Temperatur als die K- und G-Sterne haben, bei denen die Bogenlinien vorherrschen, die Banden dagegen zurücktreten. Die F-Sterne zeigen neben den Bogenlinien schon reichlicher die Funkenlinien, die durch einen kondensierten Funken mäßiger Intensität erhalten werden können; sie sind also heißer als die G-Sterne. Die frühen Heliumsterne (Bo, B 1), die Wolf-Rayet-Sterne (O) und die Gasnebel haben nur Funken- und besonders Überfunkenlinien in ihren Spektren, sie sind somit die heißesten Sterne überhaupt. Die A-Sterne und die späteren B-Sterne stehen zwischen den F- und den frühen B-Sternen.

Auch die Stellung eines Sterns in seiner Spektralklasse, d. h. seine Einreihung in die Unterabteilungen der Klassen, bestimmt Lockyer allein auf Grund der experimentell festgestellten Unterschiede der Elementenspektren.

Eine wie feine Scheidung auf diesem Wege möglich ist, zeigen beispielsweise die für einige Elemente tabellarisch gegebenen Beziehungen zwischen Sternspektren und Laboratoriumsspektren.

Element	Spektralklasse des Vorkommens
He, Überfunken	Pc bis B2, Max. in Ob bis Od. — Bis Oe5 Emissionslinie, ebenso in der äußeren Chromosphäre der Sonne.
He, Funken	Od bis etwa A2, Max. in B2 u. B3 — In B- u. Md-Sternen u. der Chromosphäre der Sonne als Emissionslinie.
O, Überfunken	O u. Bo, schwach oder fehlend in B1 bis B3. — In O als Emissionslinie.
O, Funken	Bo bis B3, in O fehlend.
N, Überfunken	P bis B2, Max. in Oe. In P bis Oe als Emissionslinie.
N, Funken	Bo bis B2, Max. in B2.
C, Überfunken	P bis Bo, Max. in O. In P bis Od als Emissionslinie.
C, Funken	B bis F.
C, Bogen (Banden)	G bis N.
Mg, λ 4481	B bis G, Max. in Ao bis A2.
Ca, Funken (H u. K)	B bis M, Max. in F5 bis Ko. — In der Chromosphäre der Sonne und einigen K-Sternen als Emissionslinie.
Ca, λ 4227 (g), Bogen	F bis N, Max. in M.
Si, Überfunken (IV)	P bis B2, Max. in Oe u. Bo.
Si, Funken (III)	Bo bis B2.
Si, Funken (II)	B bis F.
Si, Bogen (I)	G bis M. In Md als Emissionslinie.
H, Funken	P bis N, Max. bei Ao bis A2. — Bis Oe als Emissionslinie, ebenso in Md u. Sonnenchromosphäre.
S, Überfunken	Bo bis B2.
S, Funken	B1 bis B8.

Die Klassifizierung Lockyers, die ausschließlich auf im Laboratorium gewonnenen Daten beruht, gibt also dieselbe Reihenfolge in den Sterntypen, wie die des Harvard-Observatoriums, welche auf die Untersuchung der Sternspektren selbst aufgebaut ist. Dieses gleiche, aber auf ganz verschiedenem Wege gewonnene Resultat muß als eine schöne Bestätigung der Richtigkeit der Harvardfolge angesehen werden.

Nun ist noch die Scheidung der ein und derselben Spektralklasse angehörenden Sterne in den aufsteigenden bzw. absteigenden Ast der Entwicklung vorzunehmen, und diese ist schwieriger und oft auch unsicherer, als die Einreihung in eine bestimmte Spektralklasse. Lockyer führt diese Scheidung so aus, daß er Sterne gleicher Temperaturstufe in bezug auf die relativen Intensitäten der Wasserstoff- und der Protometallinien vergleicht.

Sterne mit zunehmender Temperatur unterscheiden sich von denen in gleichem Temperaturstadium befindlichen mit abnehmender Temperatur hauptsächlich durch die geringere Breite der Wasserstofflinien und das stärkere Hervortreten (größere Breite und Intensität) der Protometallinien. Beispielsweise besitzt α Ursae minoris schmälere Wasserstofflinien und stärkere Protometallinien als Procyon, der der gleichen Temperaturstufe angehört. Ersterer gehört somit auf den aufsteigenden Ast, letzterer auf den absteigenden. Wir werden später sehen, daß dieselben Kriterien auch heute noch für die Scheidung der Sterne mit nahezu gleichen Spektren, aber mit verschiedenen Entwicklungsstadien benutzt werden.

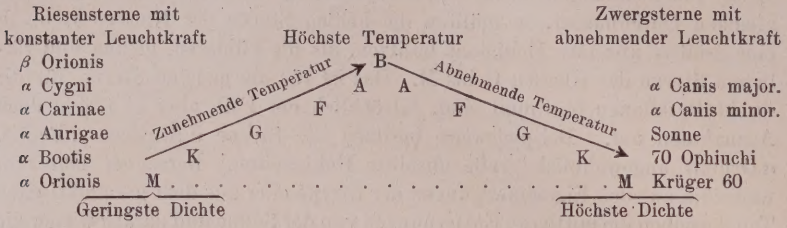
Die Lockyersche Theorie hat nicht die Beachtung gefunden, die sie verdient hätte. Gewiß ließ sich die Annahme, daß ein planetarischer Nebel der Vorzustand eines Sternes sei, nicht mehr aufrecht erhalten, als Huggins gefunden hatte, daß diese Nebel ein höchst charakteristisches Gasspektrum besitzen. Wenn man aber an die Stelle eines planetarischen Nebels eine nicht leuchtende kosmische Wolke setzt, so ist diese Schwierigkeit behoben. Weiterhin mischten sich unter Lockyers gute und richtige Anschauungen mancherlei nicht fest begründete, ja selbst phantastische. Der Hauptgrund aber, daß sich seine Theorie nicht durchzusetzen vermochte, ist wohl der, daß die experimentellen Daten, auf die sich Lockyer stützte, zwar dazu hinreichten, um die Stellung eines Sternes innerhalb der Spektralfolge zu fixieren, nicht aber um mit Sicherheit erkennen zu lassen, ob ein Stern in die auf- oder die absteigende Reihe gehört. Lockyer ließ nämlich die rein astronomischen Daten, die ihm zu einem sicheren Aufbau seiner Klassifizierung hätten verhelfen können, ganz beiseite. Hätte er z. B. aus der bekannten Parallaxe von α Bootis seine absolute Helligkeit berechnet, so hätte er diese als sehr groß gefunden und daraus schließen müssen, daß die Oberfläche dieses Sternes sehr groß, seine Dichte sehr gering sein müsse. Er hätte ihn dann nicht in die absteigende Reihe setzen können, wie er es tatsächlich in seinem Schema tat. [Unter „*absoluter Größe*“ (Leuchtkraft, Luminosität) versteht man nach Kapteyn die Helligkeit eines Sternes, die er in einer Entfernung besitzt, welcher eine Parallaxe von 0″.1 (10 Sternweiten) entspricht. Kennt man die scheinbare Helligkeit eines Sternes und seine Parallaxe, so kann man leicht seine absolute Helligkeit, etwa im Verhältnis zu der der Sonne, berechnen. Man versetzt auf diese Weise gewissermaßen alle Sterne in die gleiche Entfernung vom Beobachter.]

Die Benutzung der absoluten Größe eines Sternes als Kriterium dafür, ob ein Stern sich im auf- oder absteigenden Stadium seiner Existenz befindet, hat es Hertzsprung und unabhängig von ihm H. N. Russell ermöglicht, Anschauungen über die Entwicklung der Sterne aufzustellen, die heute fast allgemein von den Astrophysikern angenommen worden sind. Diese neue Theorie stimmt in den leitenden Gedanken völlig mit der von Lockyer

überein, indem auch sie das Rittersche Gesetz zur Voraussetzung hat; aber der Weg, auf dem diese beiden Forscher zu ihr gelangten, und die Erfahrungstatsachen, auf die sie sie begründeten, sind ganz andere gewesen, als bei Lockyer. Wir wollen uns mit dieser neuen Theorie nun ausführlicher beschäftigen.

Durch die eine Temperaturskala darstellenden Harvard-Spektralklassen ist die Flächenhelligkeit eines Sternes bestimmt. Hätten nun alle Sterne die gleichen Durchmesser, so müßten die heißen Sterne der Klassen B bis F eine größere absolute Helligkeit besitzen, als die kühleren, gelben und rötlichen Sterne der Klassen G bis M. Das ist für die meisten Sterne, für die direkt Parallaxen bestimmt sind, tatsächlich der Fall, aber es treten doch Ausnahmen auf. Beispielsweise besitzen die Sterne α Aurigae, α Bootis, α Orionis ungewöhnlich große absolute Helligkeiten. Berechnet man nun weiterhin aus den Eigenbewegungen der Sterne oder aus dem parallaktischen Teil derselben die mittleren Entfernungen von der Sonne und daraus wieder die mittleren absoluten Helligkeiten, so findet sich zwar wieder, daß diese für die B-Sterne am größten sind, dann dauernd bis zur Klasse F abnehmen, hier aber am geringsten sind und bei den Klassen K und M sogar wieder zunehmen. Es gibt also offenbar zwei voneinander verschiedene Sorten gelber und roter Sterne; die eine fügt sich zwanglos in die Harvardreihe ein — es sind die farbigen Sterne mit geringer absoluter Helligkeit —, die andere, mit großer absoluter Helligkeit, aber scheinbar nicht. Bei der Aufstellung der Harvardreihe sind also nicht alle bei den Sternen vorkommenden Verhältnisse berücksichtigt worden. Nach dem Ritterschen Gesetz spielt, wie wir bereits sahen, neben der Temperatur auch noch die Dichte des Sternes eine wesentliche Rolle. Ein Stern beginnt seinen Lebensweg als Gasball niedriger Temperatur und sehr geringer Dichte, somit sehr großer Oberfläche. Die absolute Helligkeit wird daher trotz der niedrigen Temperatur sehr groß sein. Dieses Anfangsstadium sehen wir in den absolut sehr hellen farbigen Sternen repräsentiert. Mit zunehmender Dichte steigt nach dem Ritterschen Gesetz die Temperatur des Sternes, seine absolute Helligkeit bleibt aber nahezu ungeändert, da die durch die Oberflächen-Verkleinerung bei der Kontraktion bewirkte Helligkeitsabnahme durch die erhöhte Temperatur kompensiert wird. Der Stern durchläuft somit die Harvardreihe M K G F A mit nahezu gleicher, sehr großer absoluter Helligkeit, bis er bei einer gewissen Dichte das Temperaturmaximum (Klasse B) erreicht hat. Von da ab sinkt die Temperatur dauernd, der Stern durchläuft die Harvardreihe nochmals, aber nun in umgekehrter Folge von B nach M. Es verkleinert sich aber jetzt auch noch gleichzeitig infolge der Kontraktion die Oberfläche; die absolute Helligkeit muß daher von Klasse B an rasch abnehmen. Wir haben jetzt die andere Sorte der farbigen Sterne vor uns. Im folgenden, dem Lockyerschen entsprechenden Schema ist der Lebenslauf eines Sternes zusammengestellt,

wie er sich nach der neuen Theorie abspielt, gleichzeitig ist für eine jede Phase desselben ein typisches Beispiel angeführt. An seinem Anfang stehen die hellen rötlichen Sterne mit großen Oberflächen, die „Riesen", die sich scheinbar nicht in die Harvardreihe einfügen wollten, am Ende die schwachen rötlichen Sterne mit kleiner Oberfläche, die „Zwerge", welche der gleichen Spektralklasse M angehören, wie die roten Riesen am Anfang.



Die Harvardreihe wird von jedem Stern zweimal durchlaufen, einmal in der Richtung M nach B, ein zweites Mal in der Richtung B nach M. Nun zeigt aber das Rittersche Gesetz weiterhin, daß eine Gaskugel eine um so höhere Maximaltemperatur erreichen kann, je größer ihre Masse ist. Hätten daher alle Sterne gleiche, große Massen, so müßte es mehr B-Sterne geben, als Sterne der anderen Klassen, da nach der Ritterschen Theorie das Stadium des Maximums der Temperatur (Klasse B) langsamer durchlaufen wird, als jedes andere Stadium. Nun gibt es gerade wenige B-Sterne, aber sehr viele G- und K-Sterne, man muß somit notwendigerweise annehmen, daß die Massen der Sterne verschieden groß sind. Diese Folgerung wird durch die Untersuchung der Massen der Doppelsterne bestätigt. Es hat sich nämlich gezeigt, daß bei diesen die Massen zwischen 0.1 und 30 bis 50 Sonnenmassen schwanken. Ein Stern mit kleiner Masse wird demnach zwar auch als M-Stern und Riese sein Leben beginnen, aber die in der kleinen Masse aufgespeicherte Energie reicht nicht aus, ihn die ganze Reihe durchlaufen zu lassen; er erreicht sein Temperaturmaximum daher nicht als B-Stern, sondern bereits früher, z. B. als F-Stern, und sinkt von da aus bei zunehmender Dichte rasch zum M-Zwerg ab. Auch diese Folgerung wird durch die beobachteten Tatsachen bestätigt. Ludendorff fand nämlich bei einer statistischen Untersuchung der Massen der spektroskopischen Doppelsterne, daß die Gesamtmasse der Systeme mit fortschreitendem Spektraltypus kleiner wird, bei den B-Sternen aber ein Maximum besitzt. Die Masse hat aber nur insoweit Einfluß auf den Lebensprozeß eines Sternes, als sie die Spektralklasse des Temperaturmaximums und damit die Lebensdauer der Sterne, aber nicht den Betrag der absoluten Helligkeit wesentlich bestimmt. Daß eine große Masse an sich nicht als direkte Ursache großer absoluter Helligkeit betrachtet werden kann, haben Hertzsprung und Russell auf verschiedene Weise gezeigt.

Man kann es schon daraus schließen, daß die Massen, wie bereits erwähnt, zwischen 0.1 und 50 Sonnenmassen schwanken, die absoluten Helligkeiten aber in einem Verhältnis von ganz anderer Größenordnung, nämlich von eins zu zehn Millionen. Die Sterne sind also Riesen oder Zwerge nur in bezug auf die Größe ihrer Oberfläche, nicht aber in bezug auf die Masse. Das scheint zunächst schwer begreifbar zu sein, aber wir haben in den veränderlichen Sternen vom Mira Ceti-Typus (*o* Ceti, χ Cygni) Beispiele vor Augen, wo die Helligkeit zwischen Minimum und Maximum bei gleichbleibender Masse sich um 8^M bzw. 9^M ändert.

In der Theorie von Lockyer war die Entwicklung eines Sternes Funktion zweier physikalisch voneinander unabhängiger Variabeln — der Temperatur und der Dichte —, in der von Hertzsprung und Russell kommt noch die Masse als dritte hinzu, und durch diese Erweiterung ist ein großer Fortschritt über Lockyer hinaus erreicht worden.

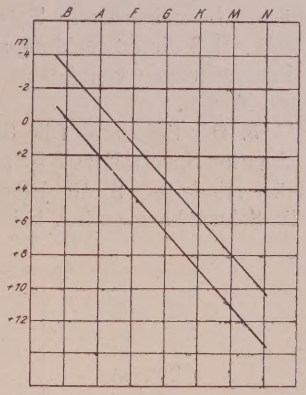


Fig. 196. Diagramm von Russell.

Hertzsprung und Russell begnügten sich aber nicht mit qualitativen Feststellungen, sondern sie untersuchten alle Sterne, für die genügende astronomische Daten vorhanden waren, und stellten die so erhaltenen Resultate in Tabellen zusammen. Am bekanntesten ist das Diagramm von Russell geworden, das wir hier schematisch reproduzieren (Fig. 196). Russell hat die Spektralklasse eines jeden Sternes als Abszisse, die absolute Größe als Ordinate aufgezeichnet, und gefunden, daß sich die Mehrzahl aller Sterne entweder in die durch die stärkeren horizontalen oder in die durch die diagonalen Linien begrenzte Fläche einordnen. Erstere sind die Riesen, letztere die Zwerge. Die Sonne würde in diesem Diagramm die absolute Helligkeit $+ 4^M7$ haben; ein Stern mit der absoluten Größe -5^M würde etwa 7500 mal, ein Stern mit $+ 14^M$ würde etwa $\frac{1}{5000}$ mal die Helligkeit der Sonne haben.

Die Figur zeigt nun folgende charakteristische Eigenschaften der Sterne:

1. Die Riesen, 80 bis 100 mal so hell als die Sonne, haben im Mittel alle sehr nahe dieselbe absolute Helligkeit, ganz gleichgültig, welchem Spektraltypus sie angehören.

2. Die absolute Helligkeit der Zwerge nimmt im Mittel um etwa 2^M für aufeinander folgende Spektralklassen ab.

3. Die weißen Sterne sind ausschließlich Riesen; denn die ganze linke untere Ecke der Figur enthält keinen Stern. Speziell die B-Sterne sind ausnahmslos Riesen; in der Klasse A unterscheiden sich die Riesen so wenig von den Zwergen und sind so mit diesen durcheinander gemengt, daß man

sie gleichfalls als Riesen ansehen muß. Für Klasse F liegen die beiden Zonen nur noch wenig übereinander, so daß Riesen und Zwerge schon merkbar unterschieden sein müssen. Alle schwachen Sterne sind gefärbt und gehören somit den späteren Spektralklassen an. Auch die Sonne (G) ist ein Zwergstern; ihre Dichte —1.4mal die des Wassers — ist für einen Gasball sehr hoch.

4. Der keilförmige Raum auf der rechten Seite des Diagramms zwischen den horizontalen und diagonalen Streifen enthält bei den Klassen F bis K5 gleichfalls noch Sterne, freilich viel weniger als in den Streifen selbst, von K5 an aber ist er leer. Es fehlen also für die Klassen K5 bis M die Zwischenglieder zwischen Zwergen und Riesen, die K5- bis M-Sterne trennen sich in zwei scharf voneinander geschiedene Gruppen. Diese gefärbten Sterne sind somit entweder viel heller oder viel schwächer als die Sonne. Das ist eine höchst bemerkenswerte Tatsache, für die freilich bisher jede Erklärung fehlt. Daß diese Scheidung aber wirklich vorhanden ist, zeigen die neueren Untersuchungen von Adams und seinen Mitarbeitern und die von Jackson und Furner.

5. Der Spielraum (die Streuung) in der absoluten Helligkeit einer bestimmten Spektralklasse ist um so größer, je farbiger die Sterne sind; er beträgt mindestens 2^M für jede Spektralklasse. Bei den B- und A-Sternen ist die Schwankung gering, bei den M-Sternen aber sehr erheblich.

Name	Helligkeit	Spektrum	Absolute Helligkeit	Durchmesser
	M			
ζ Puppis	2.3	Od	300	
ι Orionis	2.9	Oe5	4300	10
ε Orionis	1.7	B	12000	17
ζ Orionis	2.0	B	7400	
ε Can. maj.	1.6	B1	11300	
β Centauri	0.9	B1	5700	
β Orionis	0.3	B8	24300	19
α Andromedae	2.1	A	170	
α Can. maj.	—1.6	A	30	1
α_1 Geminorum	1.3	A	420	
α Lyrae	0.1	A0	100	4
α Aquilae	0.9	A5	10	2
α Can. min.	0.5	F5	7	2
α Persei	1.9	F6	70	10
α Ursae min.	2.1	F8	60	10
Sonne	—26.1	G0	1	1
α Aurigae	0.2	G0	70	8
α_1 Centauri	0.3	G0	1	
γ Cygni	2.3	G5	2400	
α Ursae maj.	2.0	G8	130	
β Geminorum	1.2	G9	40	14

Name	Helligkeit	Spektrum	Absolute Helligkeit	Durchmesser
	M			
α Cassiopejae	2.5	K0	230	
α Bootis	0.2	K0	40	45
α Arietis	2.2	K2	80	13
α Tauri	1.1	K5	40	48
α Hydrae	2.2	K5	140	
α Orionis	0.9	Ma	5000	135
α Scorpii	1.2	Ma	1600	
β Andromedae	2.4	Ma	20	35
α Herculis	var.	Mb	190	150

In der vorstehenden Tabelle sind für einige Sterne die absoluten Helligkeiten in Einheiten der Sonnenhelligkeit angeführt; in der folgenden Tabelle

Name	Helligkeit	Spektrum	Absolute Helligkeit
	M		
Lal. 21185	7.6	Ma	0.005
Groomb. 34 A	7.7	Ma	0.010
34 B	10.0	—	0.001
Lal. 25372	8.7	Ma	0.007
Pi. 14^h212	8.7	Ma	0.009
Pos. Med. 2164	8.9	Mb	0.005
Lal. 21258	8.9	Ma	0.004
Lal. 46650	8.9	Ma	0.008
A. Oe. 17415	9.1	Mb	0.006
o Eridani B	9.1	—	0.006
C	10.8	—	0.001
A. Oe. 11677	9.2	Ma	0.004
Krüger 60 A	9.2	Mb	0.003
60 B	10.5	—	0.001
A. G. Berlin 4999	9.6	Ma	0.008
Barnards Stern[1])	9.7	Mb	0.0005
Innes' Stern[2])	11.0	—	0.00006
Procyon B	13.0	—	0.00006

sind die absolut schwächsten, zurzeit bekannten Sterne zusammengestellt. Die absoluten Helligkeiten sind in runden Zahlen angesetzt, da sie stark von dem gerade benutzten Werte der Parallaxe abhängen und deshalb mehr oder minder unsicher sind. Immerhin dürften aber die Tabellen ein anschauliches Bild von den herrschenden Verhältnissen geben.

[1]) Der von Barnard entdeckte Stern mit einer Eigenbewegung von 10″.
[2]) Der von Innes entdeckte schwache Begleiter von α Centauri.

Mittelwerte der absoluten Helligkeiten für die späteren Spektralklassen geben Adams und Joy wie folgt an:

Spektrum	Ma—Md	K9—K4	K3—K0	G9—G0	F9—F0
	M	M	M	M	M
Riesen	1.6	1.4	1.3	0.6	1.1
Zwerge	10.8	7.8	6.3	5.3	4.1

Die Theorie von Hertzsprung und Russell bedeutet eine Revolution in den Anschauungen, die man früher über die Entwicklung der Sterne hatte. Es hat daher auch nicht an Einwendungen gefehlt, und wir wollen die wichtigsten derselben kurz besprechen. Vom Standpunkt des Spektroskopikers ist es schwer verständlich, daß zwei Sterne, wie etwa die Sonne und W Crucis, der nur etwa ein Millionstel der Sonnendichte hat (eine Dichte, die etwa der der Luft in einer Vakuumröhre von 1 mm Druck entspricht), gleiche Spektra haben können. Diesem Einwurfe ist aber zunächst entgegenzuhalten, daß tatsächlich Riesen und Zwerge mit gleichem Spektrum bekannt sind, bei denen ein Zweifel an ihrer Riesen- bzw. Zwergnatur gänzlich ausgeschlossen ist. Der Einwurf ist somit nicht stichhaltig; es ist vielmehr Aufgabe des Physikers, zu untersuchen und zu erklären, wie eine so nahe Gleichheit der Spektra möglich ist. Weiterhin hat sich aber bei einem feineren Detailstudium gezeigt, daß wenigstens kleine Unterschiede zwischen den zwei Gruppen vorhanden sind, freilich ohne daß der Spektralklassencharakter affiziert wird. So fand Hertzsprung, daß unter den weißen Sternen alle diejenigen, welche nach Miss Maury den *c*-Charakter haben, zweifellos Riesen sind, ebenso diejenigen, welche sie *ac*-Sterne nennt. Das sind Sterne, deren Linien nicht ganz so scharf und intensiv wie die der *c*-Sterne sind, aber doch schmaler und stärker als die der übrigen Sterne der betreffenden Klasse. Solche *c*- und *ac*-Sterne finden sich in den Klassen B bis F. Beispielsweise gibt es Heliumsterne mit *c*-Charakter in dem Perseussternhaufen, α Cygni ist ein *c*-Stern der Klasse A, α Persei und die δ Cephei-Veränderlichen sind *ac*-Sterne der Klasse F. Schwieriger gestaltete sich die Unterscheidung für die rötlichen Sterne. Adams fand zunächst, daß die rötlichen Zwergsterne ein weiter in das Ultraviolett reichendes Spektrum und somit einen kleineren Farbenindex haben als die Riesensterne desselben Spektraltypus. Dann entdeckte aber Kohlschütter in den Spektren der Klassen G bis M feine, aber so charakteristische Unterschiede in den Intensitäten gewisser Linien, daß es möglich wurde, die betreffenden Sterne nicht nur in Riesen und Zwerge zu scheiden, sondern sogar ihre absoluten Helligkeiten mit einem so hohen Grade von Genauigkeit allein aus dem Verhalten dieser Linien zu bestimmen, daß von Kohlschütter, Adams und anderen Astronomen des Mount Wilson-Observatoriums die Parallaxen dieser Sterne sich mit großer Sicherheit berechnen ließen.

Besonders charakteristisch für die Riesen ist es z. B., daß die Wasserstofflinien im Verhältnis zu benachbarten Metallinien kräftiger sind als in den Zwergsternen, und zwar ist dieses Intensitätsverhältnis nicht nur ein qualitatives, sondern auch ein quantitatives Maß für die absoluten Helligkeiten der betreffenden Sterne; das Intensitätsverhältnis wächst mit zunehmender Leuchtkraft der Sterne. Als Beispiel seien die Verhältnisse der M-Sterne α Orionis (Riese) und Lal. 21 185 (Zwerg) gegeben:

Spektrallinien	α Orionis	Lal. 21 185
Wasserstoff	sehr stark	schwach
Funkenlinien	stark	schwach
Ca λ 4227	schwach	sehr stark
Linien niedriger Temperatur des Ca, Sr, Fe, Ti usw.	schwach	sehr stark

Ein zweites Bedenken gegen die neue Theorie ließ sich dagegen bisher nicht beheben. Wie wir oben sahen, müssen in der Klasse F sowohl Riesen als auch Zwerge vorhanden sein, da sich die beiden Häufigkeitszonen der Sterne bei dieser Klasse schon deutlich trennen. Nun hat sich aber gezeigt, daß im Widerspruch hierzu F-Riesen recht selten sind.

Eine gewisse Schwierigkeit bringt die neue Theorie in der Frage der Beziehung zwischen der Größe der Sterngeschwindigkeiten und dem Spektraltypus. Die weißen Sterne haben die kleinsten mittleren Geschwindigkeiten, die farbigen die größten, und zwar sowohl die Riesen als die Zwerge. Es ist nun nicht einzusehen, wie die Geschwindigkeit, die vom farbigen Riesen nach den Heliumsternen hin kleiner wird, von da aus wieder zu den farbigen Zwergen zunehmen kann. Russell ist der Ansicht, daß eine Korrelation zwischen Sterngeschwindigkeit und Spektraltypus überhaupt nicht wahrscheinlich ist, viel eher eine solche zwischen Geschwindigkeit und Masse in dem Sinne, daß große Massen im Mittel kleinere Geschwindigkeiten haben. Dann löst sich die Schwierigkeit auf folgendem Wege. Die B-Sterne haben die größten Massen und die kleinsten Geschwindigkeiten. Die Klasse A besteht zum Teil aus Sternen großer Masse und kleiner Geschwindigkeit. Das sind die Sterne, die auf dem Wege zum B-Stadium sind oder dieses schon durchlaufen haben. Die Klasse A enthält aber auch Sterne kleinerer Masse und größerer Geschwindigkeit, und zwar sind das diejenigen, die in ihrem Temperaturmaximum oder demselben nahe sind. Die mittlere Geschwindigkeit der A-Sterne wird somit größer als die der B-Sterne sein. In der Klasse F kommen weitere Sterne mit noch kleinerer Masse und noch größerer Geschwindigkeit hinzu, welche bereits als F-Sterne ihr Temperaturmaximum haben und niemals bis zum A-Stadium gelangen. Die mittlere Geschwindigkeit der F-Sterne ist

also größer als die der B- oder A-Sterne usw. Die Zunahme der mittleren Geschwindigkeit muß demnach von Spektralklasse zu Spektralklasse beträchtlicher sein, solange zu einer jeden neuen Klasse ein beträchtlicher Teil von Sternen hinzukommt, die nahe ihrem Temperaturmaximum sind und deshalb zwischen den Riesen mit zunehmender und den Zwergen mit abnehmender Temperatur liegen. Ist die Zahl solcher zwischenliegender Sterne dagegen unbedeutend, d. h. sind Riesen und Zwerge voneinander geschieden, so wird die mittlere Masse und die mittlere Geschwindigkeit nahe dieselbe sein als in der vorhergehenden Klasse und außerdem auch noch nahe dieselbe für die Riesen und die Zwerge. Das ist aber gerade das, was die Beobachtungen zeigen. Der Zuwachs der mittleren Radialgeschwindigkeit beträgt von B zu A und von A zu F nach Russell 4 km. In diesen Klassen sind aber Riesen und Zwerge gemischt. In Klasse G beginnen sich die zwei Arten der Sterne zu scheiden, der Zuwachs der mittleren Radialgeschwindigkeit ist 1.5 km. In Klasse K ist die Trennung weiter fortgeschritten, der Zuwachs 0.9 km, und in Klasse M, wo die Trennung vollständig ist, beträgt der Zuwachs nur 0.3 km. Worin die Beziehung zwischen Masse und mittlerer Geschwindigkeit begründet sein könnte, ist freilich noch unbekannt.

In der Russellschen Entwicklungstheorie spielt, wie wir sahen, die Dichtigkeit eine sehr wichtige Rolle, und es ist daher von Interesse festzustellen, welche Werte für diese aus den Beobachtungen folgen. Zunächst kann man aus den Lichtkurven der Verfinsterungsveränderlichen (z. B. Algol) die Dichtigkeiten ableiten. Russell und Shapley haben hierüber eingehende Untersuchungen angestellt, und die folgende Tabelle enthält das Resultat ihrer Rechnungen, wobei die Dichte der Sonne als Einheit angenommen ist.

Dichte	Zahl der Sterne des Spektraltypus:				
	B	A	F	G	K
3.0—1.0	—	—	—	2	—
1.0—0.3	—	11	7	1	—
0.3—0.1	8	24	3	1	—
0.1—0.03	5	13	—	—	—
0.03—0.01	3	6	1	1	—
0.01—0.001	—	—	—	—	—
0.001—0.0001	—	—	—	2	1
0.0001—0.00001	—	—	—	—	—
0.00001—0.000001	—	—	—	1	—

Es folgt aus diesen Zahlen, daß die B- und A-Sterne Dichten von 0.01 bis 1.0 bevorzugen und bei ihnen sehr geringe Dichten überhaupt nicht vorkommen. Bei den wenigen Sternen der späteren Spektralklassen finden sich aber sowohl sehr hohe als auch sehr niedrige Dichten vor. Als mittlere

Dichte für die B-Sterne findet Shapley 0.12, für die A-Sterne 0.21, für die F-Sterne 0.41. Die größte bisher bei Verfinsterungsvariabeln gefundene Dichte (2) hat W Ursae majoris, die geringsten Dichten (10^{-6} und 10^{-8}) haben W Crucis (G) und ε Aurigae (F0).

Auch die Doppelsterne mit bekannten Bahnen kann man benutzen, um unter gewissen, hier nicht näher zu erörternden Annahmen Durchschnittswerte für die Dichten abzuleiten. Öpik und Bernewitz haben derartige Rechnungen ausgeführt, und letzterer fand aus etwa 60 Doppelsternen folgende Mittelwerte der Dichte in ihrer Abhängigkeit erstens von der absoluten Größe und zweitens vom Spektraltypus.

Abs. Helligkeit	Dichte
0.8	0.08
1.5	0.14
2.6	0.23
3.5	0.24
4.6	0.45
5.6	0.40
6.2	0.50
7.9	0.47
10.8	2.81

Spektrum	Dichte
A2	0.15
F5	0.39
G3	0.40
K3	0.30
Mb	2.81

Auch hier ist die Dichte der Sonne als Einheit angenommen. Diese Zahlen gelten in der Hauptsache für Zwergsterne.

Es zeigt sich somit, daß die empirisch bestimmten Sterndichten durchaus in Harmonie mit denen sind, welche die Russellsche Theorie verlangt. Eine weitere Bestätigung bringt eine Folgerung aus einer theoretischen Untersuchung von Lord Kelvin. Nach ihm erreicht ein Gasball sein Temperaturmaximum, wenn seine zentrale Dichte etwa gleich $\frac{1}{10}$ von der des Wassers wird. Das ist, wie die obigen Zahlen zeigen, gerade die Dichte der heißesten Sterne, nämlich der Klassen B und A.

Eine weitere Prüfung der Russellschen Theorie ergibt sich ferner aus den Werten der Sterndurchmesser. Die Riesen geringer Dichte müssen, wie wir sahen, große Oberflächen und somit große Durchmesser haben. Nun ist es kürzlich auf dem Mount Wilson-Observatorium gelungen, nach Prinzipien, die Michelson bereits 1890 entwickelt hat, mit Hilfe eines Interferometers die Durchmesser von α Orionis, α Scorpii und α Bootis zu messen. Es ergaben sich die Winkeldurchmesser dieser drei Sterne zu 0″.047, 0″.040 und 0″.022, somit sehr große lineare Werte, da die Parallaxen klein sind (0″.03, 0″.03 und 0″.12). Aber auch noch eine andere, indirekte Methode, die von Wilsing ausgearbeitet wurde, gestattet, Werte für die Sterndurchmesser zu finden. Kennt man nämlich aus Spektralphotometer- oder Kolorimetermessungen die

effektiven Temperaturen der Sterne und außerdem ihre Parallaxen, so kann man die Durchmesser berechnen, vorausgesetzt, daß zwischen der physiologischen (photometrischen) Helligkeit und der Strahlungsenergie im optischen Gebiet Proportionalität besteht und außerdem die Strahlungsgesetze für Sterne als gültig angenommen werden können. Daß erstere Bedingung sehr nahe erfüllt ist, konnte Wilsing zeigen; er fand unter Voraussetzung der Gültigkeit der zweiten Bedingung die in folgender Tabelle angeführten Sterndurchmesser. Als Einheit ist der Durchmesser der Sonne angenommen.

Spektrum	Durchmesser
B	9
B—A	6
A—F	2
F—G	7
G—K	24
K	51
K—M	61

Für einzelne Sterne sind die individuellen Durchmesser in der Tabelle auf S. 564f. enthalten. Für α Orionis und α Bootis folgen aus den Wilsingschen Messungen unter Annahme der oben angegebenen Parallaxen Winkeldurchmesser von 0″.039 bzw. 0″.050. Ersterer Wert stimmt gut mit dem aus Interferometermessungen erhaltenen, während bei α Bootis der Unterschied beträchtlich ist; der Grund dafür liegt vielleicht zum Teil in der Unsicherheit der Parallaxe.

Blickt man auf die Ausführungen der letzten Seiten zurück, so kann man wohl sagen, daß die Russellsche Theorie der Sternentwicklung den tatsächlichen Erfahrungen entspricht. Eine höchst bedeutende, ganz neue Gedanken bringende theoretische Untersuchung von Eddington über den inneren Aufbau der Sterne, welche im letzten Kapitel dieses Werkes besprochen wird, gibt einen tieferen Einblick in die Verhältnisse, welche bei der Entwicklung eines Sternes herrschen.

Historisch ist noch zu erwähnen, daß Monck (1892) zuerst auf das Vorhandensein absolut heller und schwacher farbiger Sterne aufmerksam geworden war, die scheinbar nicht in die Harvard-Spektralfolge hineinpassen. Hertzsprung (1905 und 1907) erkannte wohl als erster auf Grund sorgfältiger Rechnungen das Vorhandensein zweier getrennter Reihen farbiger Sterne und ihre Beziehungen zueinander, Pannekoek (1906) bestätigte die Resultate Hertzsprungs. Den Ausbau der Theorie in ihrer heutigen Gestalt hat Russell, der unabhängig von Hertzsprung auf sie gekommen war, mit großer logischer Schärfe auf Grund eines reichen, von ihm kritisch bearbeiteten Materials ausgeführt.

Nachdem wir die Entwicklung eines Sternes kennen gelernt haben, sollen noch einige einzelne Bemerkungen zu den Harvardklassen nachgetragen werden.

Daß die planetarischen Nebel (P) an die Spitze der Reihen gehören, scheint durch die Entdeckung von Wright, nach der die Kerne fast der Hälfte aller bekannten planetarischen Nebel ein O-Spektrum besitzen, sicher gestellt. Die Sterne der Klasse O weichen trotz wesentlicher gemeinsamer Eigenschaften doch in Einzelheiten so stark voneinander ab, daß es nötig wurde, diese Klasse in fünf Unterklassen zu teilen. Die Sterne der drei ersten Unterklassen haben ausschließlich Emissionsbanden und -linien. Für Oa (B.D. + 35°4013) ist ein breites helles Band bei λ 4650 (Kohlenstoff) besonders charakteristisch. In Ob (B.D. + 35°4001) ist ein breites helles Band bei λ 4686 (Helium) vorhanden, und die Wasserstoff- und die ζ Puppis-Serie sind hell. In Oc (B.D. + 36°3987) sind helle, aber schmale Bänder bei λ 4686 und λ 4638 (Stickstoff) sowie die Wasserstoff- und die ζ Puppis-Serie als Emissionen sichtbar. Absorptionslinien fehlen noch ganz. In Od (ζ Puppis) sind dagegen alle Linien mit Ausnahme der Bänder λ 4686 und λ 4638 dunkel; die erste Linie (λ 4472) des normalen Heliumspektrums wird sichtbar, das dann in Oe (29 Can. major.) mit zahlreicheren Linien auftritt. Sonst gleicht Oe ganz Od. Den Übergang zur Klasse B bilden die Oe5-Sterne (τ Can. major.), die ausschließlich Absorptionslinien (ζ Puppis-Serie, λ 4686, Heliumlinien der Klasse B0) aufweisen. Der Übergang zwischen den zwei Klassen O und B findet somit kontinuierlich statt, ein Anzeichen dafür, daß die O-Sterne an richtiger Stelle eingereiht sind.

Außer den normalen B-Sternen, welche nur Absorptionslinien besitzen, gibt es auch eine kleine Zahl solcher, in denen Linien der Wasserstoff-Serie auch noch als helle Linien vorhanden sind. Campbell, P. W. Merrill und R. H. Curtiss haben diese Sterne, die fast sämtlich auf dem Harvard College Observatory entdeckt worden sind, näher untersucht und gefunden, daß die Intensitäten der hellen Linien von Hα an nach dem Ende der Serie hin rasch abnehmen, während die Intensitäten der dunklen Linien in dieser Richtung zunehmen. In ein und demselben Spektrum haben die verschiedenen Wasserstofflinien meist ein verschiedenes Aussehen; so erscheint z. B. Hα als helle Linie, Hβ als helle Linie mit einer dunklen in der Mitte, so daß sie doppelt erscheint, Hγ als helle Linie in einer breiten dunklen; erstere ist aber wieder in zwei Linien gespalten. Die brechbareren Glieder der Serie sind schließlich reine Absorptionslinien. Manchmal erscheinen die hellen Linien, die stets sehr breit und unscharf begrenzt sind, nur als aufgehellte Ränder der Absorptionslinien (z. B. Hγ in φ Persei). In einigen Fällen ist die Intensität der hellen Linien veränderlich; so hat Plejone zeitweise eine helle Hα-Linie, zeitweise eine dunkle. Auch bei f′Cygni und H. R. 985 hat R. H. Curtiss Intensitätsänderungen nachgewiesen. Außer den hellen Wasserstofflinien ist auch noch die Heliumlinie D_3 in einigen Sternen (γ Cassiopejae) hell. Man hat übrigens auch in einigen A-Sternen (α Arae) und wenigen F-Sternen (X Persei) helle Wasserstofflinien beobachtet.

Auf eine charakteristische Eigentümlichkeit der Wasserstoffsterne hat Hartmann aufmerksam gemacht. Huggins und er haben bemerkt, daß in der Gegend des Endes (λ 3646) der Wasserstoffserie eine ziemlich plötzliche Helligkeitsabnahme einsetzt, die sich aber nicht auf diese Gegend beschränkt, sondern noch viel weiter, bis etwa λ 3400, reicht. Das Spektrum setzt sich abgeschwächt, aber ohne weiteren stärkeren Abfall in der Intensität fort, bis es durch die Absorption der Erdatmosphäre (Ozonbanden) ganz ausgelöscht wird. Man hätte erwarten müssen, daß die Absorption am Ende der Wasserstoffserie in einer scharfen Kante aufhört und die Helligkeit des Spektrums wieder plötzlich zunimmt. Dieses breite Absorptionsgebiet des Wasserstoffes ist schon bei den B2-Sternen sichtbar, welche reichlich Wasserstoff neben Helium besitzen, erreicht etwa bei B8 (α Leonis) sein Maximum und verschwindet mit dem Zurücktreten des Wasserstoffs und der Zunahme der Metallinien nach und nach ganz.

Die K-Sterne besitzen ein Spektrum, das dem der Sonnenflecke gleicht. Diese Verwandtschaft wird dadurch noch näher, daß in einigen Sternen (α Bootis, σ Geminorum, α Tauri usw.), wie Schwarzschild und Eberhard fanden, auch die doppelte Umkehr der Kalziumlinien H und K vorhanden ist.

Die M-Sterne sind von Miss Cannon auch in Unterklassen geteilt worden. In Ma (α Orionis) sind die Banden λ 4762, λ 4954, λ 5168 und λ 5495, die schon in den K-Sternen schwach erscheinen, gut ausgeprägt. Die Kalziumlinie λ 4227 ist die auffallendste Absorptionslinie, die G-Gruppe ist undeutlicher als in den K-Sternen. In Mb (ϱ Persei) sind die obengenannten Banden, ebenso die Linie λ 4227 noch stärker geworden, die G-Gruppe löst sich noch mehr auf. In Mc (W Cygni) ist das kontinuierliche Spektrum wesentlich schwächer als in den beiden vorigen Gruppen, die Sonnenlinien treten noch mehr zurück, die Banden sind so stark, daß das Spektrum kanneliert aussieht. In allen drei Gruppen sind Absorptionslinien niedriger Temperatur vorhanden. In die Md-Gruppe schließlich werden alle die M-Sterne eingereiht, bei denen die Linien der Wasserstoffserie hell sind, d. h. die Variabeln des Mira Ceti-Typus (χ Cygni). Das kontinuierliche Spektrum gleicht dem einer der drei vorigen Gruppen. Näheres über die Md-Spektren wird bei der Besprechung der veränderlichen Sterne gegeben werden.

Die M-Sterne sind zuerst von Vogel und Dunér genauer untersucht worden, welche auch die Wellenlängen der Bandenköpfe gemessen haben. Fowler hat dann gezeigt, daß diese Banden dem Titanoxyd angehören, bis auf die bei λ 5862 und λ 6493, deren Ursprung noch nicht sicher gestellt ist.

Die Spektra der Klasse R sind von C. Rufus untersucht worden. Diese Klasse bildet, wie bereits erwähnt, den ganz stetig stattfindenden Übergang der Klasse G zur Klasse N. So gleicht das Spektrum von B. D. 42°2811 sehr nahe dem der Sonne, das des am anderen Ende der Reihe stehenden B.D. 57°702 sehr nahe dem eines N-Sternes (vgl. Fig. 197). Von den G-Sternen unterscheiden

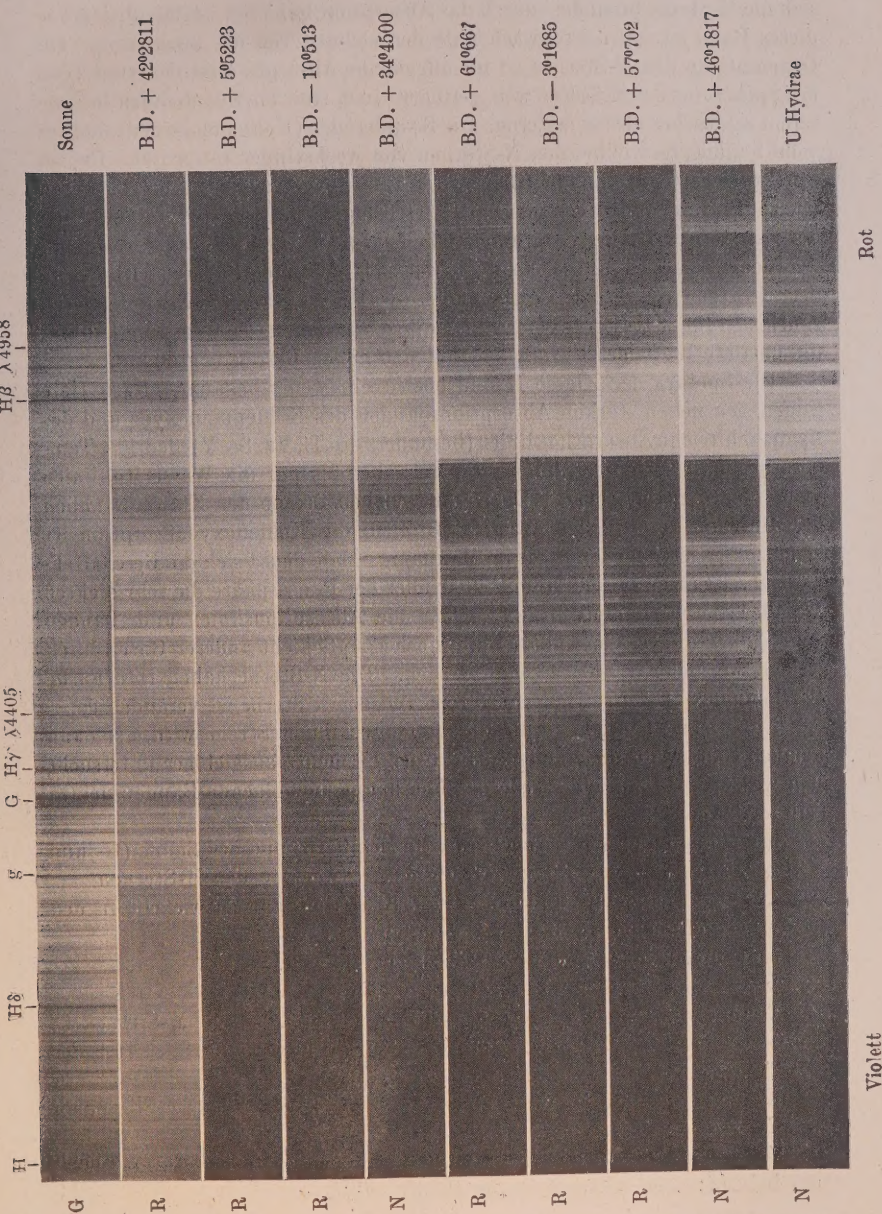


Fig. 197. Spektra der Klassen R und N nach Aufnahmen auf dem Detroit Observatory der Universität Michigan.

sich die R-Sterne besonders durch das Absorptionsband bei λ 4700. Je stärker dieses Band ist, um so schwächer ist der violette Teil des Spektrums. Im Gegensatz zu den N-Sternen ist die allgemeine Absorption im violetten Teile des Spektrums der R-Sterne weit geringer, auch sind die Zyanbanden in letzterem schwächer als bei ersteren. Die Swanbanden (Kohlenmonoxyd) sind sowohl bei den R- wie bei den N-Sternen von wechselnder Intensität. Die im Spektrum der R-Sterne identifizierbaren Linien (Cr, Va, Fe, Ti usw.) gehören alle zu den Linien niedriger oder mittlerer Temperatur. In den Veränderlichen der R-Klasse ist Hβ hell. Die anderen hellen Linien, die weniger zahlreich und schwächer als in der Klasse N sind, lassen sich nicht identifizieren. Die Farbe der R-Sterne ist rötlich (Farbenindex $+ 1^{M}7$). Radialgeschwindigkeiten sind bisher für 28 R-Sterne gemessen; sie liegen zwischen -400 km und $+70$ km, die mittlere Radialgeschwindigkeit hat den hohen Betrag von 50 km.

Die Spektra der Klasse N sind noch recht wenig bekannt. Nach Hale finden sich neben starken Absorptionsbanden des Kohlenmonoxyds und des Zyans zahlreiche Absorptionslinien (besonders des Ti, Va, Sc, Y) niedriger Temperatur, ferner Emissionslinien, die sich aber bis auf die Wasserstofflinien nicht identifizieren ließen. Die veränderlichen Sterne der Klasse N haben im Minimum keine hellen Wasserstofflinien, die Kohlenoxydabsorption ist gleichzeitig tiefer geworden als im Maximum. Hale denkt sich die Beschaffenheit dieser Sterne so, daß unmittelbar über der Photosphäre die sehr dichten Metallgase und -dämpfe liegen, welche die Absorptionslinien und -banden geben, über dieser Atmosphäre dann noch eine Schicht anderer Gase, durch welche die hellen Linien erzeugt werden. Die N-Sterne haben rote Farbe (Farbenindex $+ 2^{M}5$). Ein sehr großer Teil der N-Sterne ist veränderlich.

Eine tiefere Einsicht in die Beschaffenheit dieser Sterne wird erst dann möglich sein, wenn die Bandenspektra der Elemente ausgiebiger untersucht sein werden. Bisher sind in Sternen überhaupt nur folgende Bandenspektra gefunden worden:

Kohlenmonoxyd (Swanspektrum): in der G-Gruppe der Sonne (G- und K-Sterne), stark in den R- und N-Sternen, schwach in den M-Sternen.

Zyan: in der Sonne und den G- und K-Sternen gut entwickelt, in den R-Sternen schwächer als in den N-Sternen.

Ammoniak: in der Sonne (λ 3360) nach Fowler.

Wasser: in der Sonne (λ 3064) nach Fowler.

Titanoxyd: in den K-Sternen sichtbar werdend, in den M-Sternen in maximaler Stärke. Nach Hale und Adams auch schwach im Spektrum der Sonnenflecke.

Kalziumhydrid: nach Olmsted in den Sonnenflecken bei λ 6385 und in der Gegend der B-Gruppe.

Magnesiumhydrid: nach Fowler in den Sonnenflecken bei λ 5211, λ 5620 und bei Hβ; auch schwach in der Sonne selbst.

Wir sahen, daß an der Spitze der Harvardreihe die planetarischen Nebel (P) stehen, am Ende die M-Sterne. Beide Klassen sind so weit voneinander getrennt, daß man es für ganz ausgeschlossen halten sollte, daß sich in einem Sterne die Charaktere beider Klassen gleichzeitig finden könnten. Ende 1919 fand nun P. W. Merrill auf dem Mount Wilson-Observatorium, daß der veränderliche Stern R Aquarii ein Spektrum Md hat, welches dem von Mira Ceti gleicht, aber außer den hellen Linien des Wasserstoffs, des Heliums (λ 4472) und des Magnesiums (λ 4571) noch die Linien λ 5007, λ 4959, λ 4658, λ 4363, λ 3868.9 besitzt, welche den planetarischen Nebeln eigen sind. Die aus den Nebellinien folgende Radialgeschwindigkeit (—10 km) weicht nur wenig von der ab, welche aus dem Md-Spektrum folgt (—19 km). Die Intensität der Nebellinien bleibt während des Lichtwechsels des Sternes konstant, während die der hellen Linien des Md-Spektrums in der bei Mira-Veränderlichen üblichen Weise variiert. Lampland fand nun neuerdings, daß R Aquarii in einem planetarischen Nebel von linsenförmiger Gestalt steht. Ob zwischen beiden Objekten ein physischer Zusammenhang besteht, konnte nicht entschieden werden, so daß eine Deutung dieses einzigartigen Falles noch nicht möglich ist. Wie wir später sehen werden, treten die Nebellinien außer in den Gasnebeln sonst nur noch bei den neuen Sternen auf.

Es mag zum Schluß noch erwähnt werden, daß der Übergang eines Sternes von einer Entwicklungsstufe zur nächstfolgenden natürlich so langsam und in so enormen Zeiträumen stattfindet, daß bisher solche Fälle nicht konstatiert werden konnten. Im Gegenteil sind bis auf wenige Ausnahmen die Spektra der Sterne durchaus von einer bemerkenswerten Konstanz. Zu den Ausnahmen gehören einige Typen der veränderlichen Sterne (δ Cephei und Mira Ceti), die neuen Sterne und einige Sterne der frühen Klassen, in denen zeitweilig einzelne Wasserstofflinien hell werden. Eine einmalige, ganz ungewöhnliche Veränderung ist von Ludendorff und Eberhard in dem Spektrum von ζ Bootis beobachtet worden. Ein am 3. Juni 1905 aufgenommenes Spektrogramm zeigte sich nämlich von einer größeren Zahl breiter, verwaschener, heller Banden durchsetzt (λ 4124, 4157, 4164, 4233, 4380, 4461, 4519, 4697 und 4719), die sich nicht identifizieren ließen. Eine am 5. Juni erfolgte Aufnahme sowie eine große Zahl weiterer weisen dagegen ein durchaus normales Spektrum der Klasse A auf.

Die Sterne der einzelnen Spektralklassen kommen am Himmel in sehr verschiedener Anzahl vor, selbst wenn man von den seltenen absieht. Nach den Untersuchungen von Kapteyn, der ein großes (16000 Sterne) und sehr sorgfältig ausgewähltes Material gesammelt hat, kommen Sterne bis zur achten Größe inklusive der verschiedenen Spektralklassen in folgender Häufigkeit vor:

B	12.3 %	G	16.1 %
A	21.7	K	26.6
F	20.0	M	3.3

Von B-Sternen sind zur Zeit rund 4000 bekannt, von O-Sternen 107, von R-Sternen etwa 70, von N-Sternen etwa 300. Die Sterne der verschiedenen Klassen sind auch nicht gleichmäßig über den Himmel hin verteilt. Die O-, B- und N-Sterne sind stark nach der Milchstraße hin gehäuft, die A-Sterne gleichfalls, aber in weniger ausgesprochener Weise. Die übrigen Klassen sind dagegen recht gleichmäßig verstreut. Folgende Tabelle von Kapteyn läßt diese Verhältnisse gut übersehen; sie gibt die Zahl der Sterne pro 100 Quadratgrad in ihrer Abhängigkeit von der galaktischen Breite an.

	Galaktische Breite:		
	Zone 0° bis ± 20°	± 20° bis ± 40°	± 40° bis ± 90°
B	47	8	3
A	75	40	17
F	42	36	32
G	35	34	31
K	61	38	38
M	4	4	4

Die wahre Verteilung der Sterne verschiedener Spektraltypen in unserem Fixsternsystem entspricht, wie insbesondere aus den Arbeiten von Kapteyn folgt, ziemlich nahe der scheinbaren Verteilung. Die O- und B-Sterne liegen fast sämtlich nahe der Ebene der Milchstraße und meist in sehr großer Entfernung von der Sonne; die A-Sterne bilden ein stark abgeplattetes Ellipsoid, dessen große Achse gleichfalls in der Milchstraße liegt. Die übrigen Sterne verteilen sich über die ganze Himmelssphäre.

Über die Verteilung der Riesensterne ist zur Zeit nicht viel bekannt. Nur die c-Sterne und die Veränderlichen vom δ Cephei-Typus, welche Riesen der Klassen F bis G sind, besitzen nach Hertzsprung eine starke Konzentration nach der Milchstraße hin und sind auch sehr weit von der Sonne entfernt. Betrachtet man die Gesamtzahl der Sterne in einem bestimmten Raumteil des Sternsystems, z. B. in einem Würfel von einer Sternweite Kantenlänge, so zeigt sich, daß die Riesen im Vergleich zu den Zwergen selten sind; so fehlen erstere beispielsweise unter den uns nächsten Sternen. Wählt man dagegen die Sterne nach dem Prinzip aus, nach welchem die Sternkataloge zusammengestellt werden, nämlich, daß man alle Sterne bis zu einer bestimmten scheinbaren Helligkeit aufnimmt, so werden die hellen Sterne gegen die schwachen ungebührlich bevorzugt, und es werden begreiflicherweise die Riesen überwiegen. Die Mehrzahl der dem bloßen Auge sichtbaren Sterne, besonders die von gelber oder rötlicher Färbung, sind Riesen. Zwerge der späteren Klassen sind so lichtschwach, daß sie für das bloße Auge überhaupt unsichtbar bleiben.

4. Bewegungen der Sterne.

Dem unbewaffneten Auge scheinen die Sterne schon seit undenklichen Zeiten dieselbe gegenseitige Lage am Himmel einzunehmen, und wenn Hipparch ins Leben zurückkehrte, so würde er den Orion, die Plejaden, den Aldebaran und die anderen Gestirne scheinbar in derselben Stellung wie vor 2000 Jahren finden. Die verfeinerten Methoden der modernen messenden Astronomie haben aber gezeigt, daß diese scheinbare Unveränderlichkeit nicht wirklich ist, sondern daß die Sterne sich vielmehr an der Sphäre bewegen oder, wie man sagt, eine *Eigenbewegung* haben; freilich würde diese dem bloßen Auge in den meisten Fällen erst nach Jahrtausenden merkbar werden, und erst in hunderttausend Jahren wird der Anblick der Sternbilder ein merklich anderer geworden sein.

Der erste, der auf Grund der Vergleichung neuerer Beobachtungen mit den im Almagest mitgeteilten eine Ortsveränderung einiger Fixsterne nachwies, war Halley; ihm folgte bald darauf Jacques Cassini. Bei der Ungenauigkeit der älteren Beobachtungen konnte freilich aus diesen nicht viel gefolgert werden, und so benutzten denn Tobias Mayer und Maskelyne die der Zeit nach zwar viel näheren, aber auch viel genaueren Beobachtungen von Römer zur Ableitung der Eigenbewegungen hellerer Sterne. Mayers 80 Sterne umfassender Eigenbewegungs-Katalog von 1760 (enthalten in dem 1775 veröffentlichten wertvollen Zodiakal-Katalog von ungefähr 1000 Sternen) wurde aber durch spätere Arbeiten bald überholt. Den genauesten Katalog von Sternen mit starker Eigenbewegung aus der ersten Hälfte des 19. Jahrhunderts verdanken wir Argelander im sogenannten Åboer Katalog von 560 Sternen; der umfassendste aus der Mitte des 19. Jahrhunderts ist Mädlers Bearbeitung der 3200 Sterne des berühmten Bradleyschen Sternverzeichnisses. Letzteres ist für unsere Kenntnis der Eigenbewegungen von so großer Bedeutung, daß Auwers eine vollständige Neureduktion der Bradleyschen Beobachtungen unternommen hat. Durch Vergleichung der so erhaltenen, für die Mitte des 18. Jahrhunderts gültigen Sternpositionen mit den aus neueren Meridianbeobachtungen gewonnenen konnte er dann noch zuverlässigere Werte der Eigenbewegungen ableiten, als dies Mädler möglich gewesen war. Außer Auwers haben noch zahlreiche andere Astronomen — wir nennen hier nur L. Boss, Bossert, Küstner und Porter — Untersuchungen auf diesem Gebiete angestellt und unsere Kenntnisse wesentlich erweitert. Von besonderer Wichtigkeit ist der schon früher (S. 528) erwähnte, im Jahre 1910 erschienene „Preliminary General Catalogue“ von L. Boss; dieses Werk enthält die genauen Örter und Eigenbewegungen von 6188 Sternen, darunter allen bis zur 6. Größe, und ist für unsere Kenntnis der Eigenbewegungen von fundamentaler Bedeutung.

In den letzten Jahren hat man mit gutem Erfolg Sterne mit großer Eigenbewegung dadurch aufgesucht, daß man zwei zeitlich möglichst weit

auseinander liegende photographische Aufnahmen von Teilen des Himmels im Stereoskop (Stereokomparator) miteinander vergleicht. Die Sterne, die sich in der Zeit zwischen den beiden Aufnahmen merklich bewegt haben, treten in einem solchen Apparat sofort aus der Menge der übrigen hervor. Namentlich Wolf in Heidelberg hat auf diese Weise eine große Zahl merklicher Eigenbewegungen entdeckt.

Für viele Sterne, auch von den helleren, ist die Ortsveränderung so gering, daß sie sich selbst seit Bradleys Zeiten nicht deutlich wahrnehmbar gemacht hat. In der Tabelle (S. 579) geben wir die bis jetzt bekannten Sterne mit einer jährlichen Eigenbewegung von über 2″.0, nach der Größe dieser Bewegung geordnet.

Mädler fand als durchschnittliche Eigenbewegung der Bradleyschen Sterne in 100 Jahren für

65	Sterne	1. und 2. Größe	22.″2
154	„	3. „	16.8
312	„	4. „	13.7
690	„	5. „	11.1
994	„	6. „	9.0
921	„	7. „	8.6

Die Durchschnittsbewegung nimmt danach mit der Helligkeit ab; wie wenig aber hieraus im einzelnen Falle zu schließen ist, zeigt nachstehendes Verzeichnis, welches unter 37 Sternen mit E. B. von über 2″.0 nur 7 enthält, die heller als 5.0^{ter} Größe sind. Erst an fünfzehnter Stelle treffen wir in unserer Liste auf einen sehr hellen Stern, nämlich α Centauri. Von den Sternen erster Größe haben α und β Orionis, α Virginis, α Scorpii, α Carinae und β Centauri eine Eigenbewegung von weniger als 0″.1 jährlich. Bei der Beurteilung der Erscheinung, daß unter den Sternen mit großer Eigenbewegung die schwachen überwiegen, ist indessen zu bedenken, daß es ungleich viel mehr schwache Sterne gibt als helle, so daß es nicht verwunderlich ist, wenn die Anzahl der schnell bewegten schwachen Sterne größer ist als die der schnell bewegten hellen Sterne. Die Seltenheit der starken Eigenbewegungen wird vortrefflich durch eine von Turner und Bellamy angestellte Untersuchung illustriert. Unter 30 195 meist schwachen Sternen fanden sie nur 161, die sich um mehr als 0″.20 im Jahre bewegen. M. Wolf schätzt die Gesamtzahl der Sterne bis zur 14. Größe, die Eigenbewegungen über 0″.15 im Jahre haben, auf etwa 42 000, und nach Dyson und Thackeray haben nur 23% der Sterne des Boss-Katalogs Eigenbewegungen von mehr als 0″.1, wobei noch zu bedenken ist, daß dieser Katalog nur verhältnismäßig helle Sterne enthält, bei seiner Aufstellung also die uns nahen Sterne stark bevorzugt sind. Nach Kapteyn zeigen die Sterne mit starker Eigenbewegung keine Anhäufung nach der Milchstraße hin, wie es bei den Sternen im allgemeinen der Fall ist.

Jährliche Eigenbewegungen von 2″.0 und darüber.

Name	Gr.	A R 1900	Dekl. 1900	E. B.
	M			″
Barnards Pfeilstern	9.7	$17^h\ 53^m$	+ 4° 28′	10.3
Córdoba Z. 5^h 243	8.3	5 8	— 44 59	8.7
Groombridge 1830	6.5	11 47	+ 38 26	7.1
Lacaille 9352	7.4	22 59	— 36 26	7.0
Córdoba G.C. 32 416	8.3	0 0	— 37 51	6.0
61 Cygni	5.6, 6.3	21 2	+ 38 15	5.2
Lalande 21 185	7.3	10 58	+ 36 38	4.8
Wolf 359	13.	10 52	+ 7 37	4.8
ε Indi	4.7	21 56	— 57 12	4.7
Lalande 21 258	8.5	11 1	+ 44 2	4.5
o^2 Eridani	4.5	4 11	— 7 49	4.1
Wolf 489	13.	13 32	+ 4 13	3.9
A.Oe. 14 318—20	9.2, 9.0	15 5	— 15 56	3.7
μ Cassiopejae	5.3	1 2	+ 54 26	3.7
α Centauri[1])	0.3, 1.7	14 33	— 60 25	3.7
Lacaille 8760	6.7	21 11	— 39 15	3.5
e Eridani	4.3	3 16	— 43 27	3.1
Argel.-Oeltzen 11 677	9.0	11 15	+ 66 23	3.0
Wolf 28	12.3	0 44	+ 4 55	3.0
Groombridge 34	8.1	0 13	+ 43 27	2.8
Anonyma	10.	11 40	— 64 17	2.7
Anonyma	12.	11 12	— 57 0	2.7
Wolf 124	10.5	2 7	+ 3 9	2.6
Wolf 110	11.	1 57	+ 5 14	2.4
Lacaille 661	6.5	2 6	— 51 19	2.3
Piazzi 2^h 123	5.9	2 31	+ 6 25	2.3
Lalande 25 372	8.5	13 41	+ 15 26	2.3
Struve P. M. 2164	8.9, 9.4	18 42	+ 59 29	2.3
α Bootis	0.2	14 11	+ 19 42	2.3
β Hydri	2.9	0 21	— 77 49	2.3
Weiße I 5^h 592	8.7	5 26	— 3 42	2.2
Lalande 7443	8.5	3 57	+ 35 2	2.2
Bradley 3077	5.6	23 8	+ 56 37	2.1
Wolf 918	11.	21 4	— 13 40	2.1
Piazzi 14^h 212	5.8	14 52	— 20 58	2.1
Wolf 1062	11.	19 7	+ 2 44	2.1
ζ Tucanae	4.3	0 15	— 65 28	2.0

Über die Beziehungen zwischen Eigenbewegungen und Parallaxen haben wir bereits früher (vgl. S. 204) gesprochen. Wir sahen, daß im allgemeinen Sterne mit großer Eigenbewegung uns verhältnismäßig nahe sind.

[1]) Der Doppelstern α Centauri hat in einer Distanz von 2° 11′ einen von Innes entdeckten Begleiter 11. Größe, der dieselbe Eigenbewegung und Parallaxe wie α Centauri selbst hat.

Zu äußerst interessanten Ergebnissen ist man bei Untersuchungen über Beziehungen zwischen der Größe der Eigenbewegung und der Spektralklasse gelangt. Schon in den Jahren 1891—92 kam Monck zu der Erkenntnis, daß die Sterne der Klasse B durchschnittlich die kleinsten Eigenbewegungen haben, die der Klasse A bedeutend größere und endlich die des zweiten Spektraltypus die größten; unter den letzteren Sternen zeichnen sich nach Monck besonders die der Klasse F durch die Größe der durchschnittlichen Eigenbewegung aus. Die Sterne der dritten Spektralklasse (M) haben ebenfalls größere Eigenbewegungen als die der Klasse A, aber kleinere als die der Klasse F.

Gleichzeitig mit Monck befaßte sich auch Kapteyn mit einer ähnlichen Untersuchung. Er benutzte dabei 2295 Sterne, von denen 1189 der I., 1106 der II. Spektralklasse angehören, und fand, daß, wenn man die Sterne nach der Größe der Eigenbewegung ordnet, mit zunehmender Eigenbewegung die Sterne der II. Klasse immer mehr überwiegen. So sind unter diesen rund 2300 Sternen nur 3 der I., dagegen 58 der II. Klasse, die Eigenbewegungen von 0″.50 oder mehr im Jahre besitzen.

Später haben Hertzsprung und Pannekoek auf diesem Gebiete weitergearbeitet. Nach ihnen hat schließlich L. Boss an der Hand seines „Preliminary General Catalogue" die Abhängigkeit zwischen Spektralklasse und Eigenbewegung eingehender geprüft. Er schloß dabei alle die Sterne aus, die eine Eigenbewegung von mehr als 20″ in 100 Jahren haben; 4686 Sterne bis zur Größe 6.5 ergaben dann folgende Durchschnittswerte der Eigenbewegung für die einzelnen Pickeringschen Spektralklassen.

Spektralklasse	Zahl d. Sterne	Durchschnittl. E. B. in 100 Jahren
		″
Oe 5 bis B 5	490	2.4
B 8 „ B 9	217	3.8
A 0	1157	4.6
A 2 bis A 4	273	5.5
A 5 „ A 8	164	7.1
F 0	287	7.9
F 2 bis F 8	205	7.9
G 0 „ G 9	444	5.2
K 0 „ K 9	1227	5.7
M	222	5.0

Man ersieht aus dieser Tabelle, daß die Eigenbewegungen mit fortschreitender Spektralklasse immer mehr zunehmen bis zur Klasse F, dann in den Klassen G bis M aber wieder etwas abnehmen. Besonders stark ist die Zunahme zwischen den Klassen A 0 und F 0.

Die dargelegte Gesetzmäßigkeit kann nun verschiedene Ursachen haben. Entweder haben nämlich die Sterne verschiedener Spektralklassen wirklich verschiedene Geschwindigkeiten im Raume, oder aber sie befinden sich in

verschiedener durchschnittlicher Entfernung von uns. Wären z. B. die Sterne der Klassen Oe 5 bis B 5 durchschnittlich 3.3 mal so weit entfernt als die der Klasse F 0, so würden, auch wenn die wirklichen Durchschnittsgeschwindigkeiten in beiden Fällen dieselben wären, doch die beobachteten Eigenbewegungen durchschnittlich im Verhältnis 1 : 3.3 stehen, wie es in obiger Tabelle der Fall ist. In der Tat wirken, wie die eingehenden Untersuchungen von L. Boss gezeigt haben, beide Ursachen zusammen. Die Sterne der Spektralklasse F sind, wie man aus den durch die Bewegung der Sonne verursachten parallaktischen Bewegungen ersieht, uns durchschnittlich näher als die der übrigen Klassen; die Sterne der Klasse B sind am weitesten entfernt. Aber selbst wenn man diese Verschiedenheiten der durchschnittlichen Entfernungen in Rechnung zieht, bleibt doch eine Abhängigkeit der Eigenbewegungen von der Spektralklasse in dem Sinne übrig, daß sich die Sterne der Klasse B am langsamsten, die der Klasse A etwas schneller, die der Klassen F bis M am schnellsten bewegen; innerhalb der letzteren Klassen ist eine Zunahme der Geschwindigkeit nicht mehr sicher zu erkennen. Nach Boss verhalten sich die wirklichen Geschwindigkeiten der Sterne der Klassen B, A, F bis M wie 6.3 : 10.2 : 16.6. Wie wir sehen werden, wird dieses höchst merkwürdige Gesetz dem Sinne nach voll bestätigt durch die Durchschnittswerte der Radialgeschwindigkeiten der den verschiedenen Spektralklassen angehörigen Sterne.

Soweit bisher beobachtet worden ist, finden die Eigenbewegungen vollständig geradlinig statt. Selbst wenn jeder Stern, dessen Eigenbewegung wir kennen, sich in einer geschlossenen Bahn bewegt, so ist diese doch so unermeßlich groß, daß in dem kurzen Bogen, welcher beschrieben worden ist, seitdem wir genaue Beobachtungen anstellen, nicht die geringste Krümmung wahrgenommen werden kann. Nach dem jetzigen Stande unserer Kenntnis von den Eigenbewegungen der Sterne ist also zunächst kein Grund zu der Annahme vorhanden, daß die Sterne sich in bestimmten, geschlossenen Bahnen bewegen. Mädler suchte zwar durch eine Prüfung der Eigenbewegungen zu zeigen, daß für das ganze sichtbare Sternenheer und zugleich für unsere Sonne der Schwerpunkt oder Mittelpunkt der Bewegung in den Plejaden liege, und daß speziell deren hellster Stern, die Alcyone, gleichsam als „Zentralsonne" für das ganze Fixsternsystem zu betrachten sei; allein C. A. F. Peters hat das Haltlose dieser Annahme vollkommen überzeugend nachgewiesen. Auch Untersuchungen über eine Umlaufsbewegung der Fixsterne in der Ebene der Milchstraße, die durch Schönfeld angeregt wurden, sind ohne Resultat geblieben.

Freilich können wir leicht eine gewisse Gesetzmäßigkeit in den Eigenbewegungen der Sterne nachweisen, welche ihren Grund jedoch nur in der wirklichen Bewegung unseres Sonnensystems hat. Da unsere Sonne nur einer unter den Millionen von Sternen ist, so wird sie ebenso gut wie diese eine Bewegung haben, und wir werden ihre Bewegung, an der das

ganze Sonnensystem teilnimmt, aus den Eigenbewegungen der Sterne erkennen können. Wäre nämlich ein Stern in Wirklichkeit in Ruhe, so würde er uns infolge der Sonnenbewegung doch bewegt erscheinen, und zwar in entgegengesetzter Richtung, als diese Bewegung der Sonne vor sich geht. Zeigt also ein Stern eine Eigenbewegung, so wird sie sich aus zwei Bewegungen zusammensetzen, der des Sternes selbst (*motus peculiaris*) und der aus der Bewegung der Sonne folgenden (*motus parallacticus*). Es ist klar, daß die Sterne, denen wir uns nähern, scheinbar auseinander, die, von denen wir uns entfernen, scheinbar aneinander rücken werden; ferner, daß Sterne, die in der Richtung der Sonnenbewegung liegen, keine parallaktische Verschiebung zeigen können. Wenn man nun, wie es bis vor kurzem fast allgemein geschehen ist, die Hypothese macht, daß die wirklichen Bewegungen der Sterne, die motus peculiares, regellos erfolgen, sich also im Mittel aus einer großen Anzahl von Sternen aufheben, so wird man aus den beobachteten Eigenbewegungen der Sterne die Bewegungsrichtung der Sonne ermitteln können.

Die ersten, die unter Zugrundelegung der erwähnten Hypothese die Bewegungsrichtung der Sonne aus den Eigenbewegungen zu bestimmen suchten, waren am Ende des 18. Jahrhunderts W. Herschel und nahezu gleichzeitig Prévost. Die Grundlagen beider waren aber so dürftig, daß ihre Resultate stark angezweifelt wurden. Spätere Untersuchungen, namentlich von Argelander, dem der Åboer Katalog zuerst eine genügend große Zahl von bewegten Sternen bot, haben indessen die Richtigkeit wenigstens von Herschels Resultat nahe bestätigt, und es liegt nunmehr eine große Anzahl von Bestimmungen des Punktes, nach welchem die Bewegung unseres Sonnensystems gerichtet ist, des sogenannten „*Apex*“ der Sonnenbewegung, vor. Unter den Astronomen, die auf diesem Gebiet umfangreiche Untersuchungen angestellt haben, sind neben W. Herschel und Argelander vor allem noch zu nennen: O. Struve, Mädler, Airy, Dunkin, L. Struve, Stumpe, Boss, Porter, Ristenpart, Kapteyn, Kobold und Newcomb. Letzterer nahm als wahrscheinlichstes Ergebnis der zuverlässigsten Bestimmungen des Apex an, daß dieser eine Rektaszension von etwa 280°, eine Deklination von etwa +35° habe. Der Apex würde hiernach im Sternbilde der Leier, etwa 4° von dem hellsten Sterne desselben, der Wega, entfernt liegen. Die neuesten Bestimmungen des Apex von Weersma aus den Eigenbewegungen von 3600 Sternen und von Boss aus denjenigen von etwa 5400 in seinem „General Catalogue“ enthaltenen Sternen ergaben für die Position dieses Punktes folgende Werte:

Weersma: Rektaszension 268°, Deklination + 31°
Boss: „ 271, „ + 34.

Diese Zahlen stimmen mit den von Newcomb angenommenen nicht sehr gut überein. Es muß überhaupt hervorgehoben werden, daß die Bestimmung des Apex keineswegs als sicher betrachtet werden kann, da viele unsichere

Elemente in die Rechnungen eingehen. Besonders merkwürdig ist es, daß der Ort des Apex in gewissem Grade abhängt von dem Spektraltypus der bei seiner Berechnung benutzten Sterne. L. Boss fand bei Bestimmung des Apex aus Sternen der Klassen

Oe5 bis B5	AR 274°	Dekl.	+ 35°
B8 „ A4	270		+ 28
A5 „ F8	266		+ 29
K	275		+ 40
M	274		+ 39

Die Sterne der Klasse G sind weggelassen, da die Berechnung des Apex aus ihnen gewisse Schwierigkeiten bietet. Man sieht, daß der aus den Eigenbewegungen der A- und F-Sterne folgende Apex deutlich verschieden ist von dem aus den K- und M-Sternen folgenden, während der den B-Sternen entsprechende dazwischen liegt. Rechnet man die Rektaszensionen und Deklinationen in galaktische Längen und Breiten um, so ergibt sich, daß die Unterschiede hauptsächlich die Längen betreffen.

Die durch die Bewegung der Sonne verursachte parallaktische Verschiebung der Sterne könnte, wenn die Sterne keine eigenen Bewegungen hätten, dazu benutzt werden, die Parallaxen der einzelnen Sterne zu bestimmen, da man die Geschwindigkeit der Bewegung der Sonne kennt. Da sich aber die eigenen Bewegungen der Sterne in einer für den Beobachter untrennbaren Weise mit jener parallaktischen Verschiebung vermengen, so kann die letztere höchstens dazu dienen, die mittlere Entfernung ganzer Klassen von Sternen zu bestimmen unter der Voraussetzung, daß die eigenen Bewegungen sich im Mittel aufheben. Man nennt die parallaktische Verschiebung eines Sternes, die durch die Bewegung der Sonne im Zeitraume eines Jahres hervorgerufen wird, seine *säkulare Parallaxe.*

Die wichtigste Hypothese, welche bei der Bestimmung des Apex im allgemeinen gemacht wird, ist, wie wir sahen, diejenige von der regellosen Verteilung der motus peculiares. Ist diese Fundamental-Hypothese nicht erfüllt, so kann die schlechte Übereinstimmung der nach verschiedenen Methoden und mit verschiedenem Material erhaltenen Positionen des Apex nicht wundernehmen. Nun hat schon 1897 Kobold darauf hingewiesen, daß die wirkliche Verteilung der Eigenbewegungen sich mit der dieser Fundamental-Hypothese entsprechenden nicht deckt. Im Jahre 1904 machte dann Kapteyn die Ergebnisse seiner Untersuchung der Eigenbewegungen von 2400 Sternen des Bradley-Katalogs bekannt. Wären die motus peculiares regellos, so könnten die beobachteten Eigenbewegungen nur eine Richtung, nämlich die der Bewegungsrichtung der Sonne entgegengesetzte, bevorzugen, sie würden also vorzugsweise nach dem *Antiapex*, d. h. nach dem dem Apex gegenüberliegenden Punkte der Sphäre, gerichtet sein. Kapteyn fand aber, daß die Eigenbewegungen jener 2400 Sterne nicht nur eine, sondern viel-

mehr zwei Richtungen bevorzugen; es gibt also zwei Punkte an der Himmelssphäre, auf die die scheinbaren Eigenbewegungen der Sterne vorwiegend gerichtet sind, und die Kapteyn als *scheinbare Vertices* der Eigenbewegungen bezeichnet. Die Sache ist so zu verstehen, daß Sterne, bei denen die Richtung der Eigenbewegung einen kleinen Winkel mit der Richtung nach einem der scheinbaren Vertices einschließt, verhältnismäßig häufig sind, und zwar um so häufiger, je kleiner dieser Winkel ist.

Es fragt sich nun, wie diese Erscheinung zu deuten ist. Wir haben schon bei früherer Gelegenheit gesehen (s. S. 201), daß, wenn mehrere Sterne sich parallel und geradlinig im Raume bewegen, ihre scheinbaren Bewegungen an der Sphäre nach einem bestimmten Punkte der letzteren konvergieren. Stellen wir uns nun eine sehr große Zahl von Sternen vor, die eine gemeinsame, geradlinige Bewegung im Raume haben, von denen aber jeder außerdem noch mit einer Sonderbewegung begabt ist, so werden, falls die Sonderbewegungen ganz regellos sind, die Sterne ebenfalls im Durchschnitt sich nach einem Punkte der Sphäre hin zu bewegen scheinen; ihre Eigenbewegungen werden in der oben geschilderten Art die Richtung nach diesem „Vertex" bevorzugen. Kapteyn nimmt nun, um die von ihm entdeckten Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen zu erklären, an, daß es zwei solcher „*Sterntriften*" im Raume gibt. Die Sterne einer jeden von ihnen haben außer der gemeinschaftlichen Triftbewegung noch regellos verteilte Sonderbewegungen. Man hat eine solche Sterntrift verglichen mit einem Schwarm von Fischen, die beliebig durcheinander schwimmen, gleichzeitig aber alle zusammen von einer Strömung fortgeführt werden.

Die Resultate von Kapteyn fanden bald eine Bestätigung durch die Arbeiten anderer Astronomen. Eddington prüfte die Eigenbewegungen von 4200 Sternen des Katalogs von Groombridge (zwischen $+52^\circ$ Deklination und dem Nordpol) und von 1100 anderen, dem Nordpol nahen Sternen; später zog er noch die Eigenbewegungen von 1500 Zodiakal-Sternen zu seinen Untersuchungen heran und schließlich noch diejenigen von etwa 5300 Sternen des Katalogs von Boss. Dyson dagegen benutzte bei einer ersten Untersuchung 1100 Sterne, deren Eigenbewegungen groß (20″ bis 80″ in 100 Jahren) sind, bei einer zweiten Untersuchung etwa 1600 solcher Sterne. Hough und Halm endlich haben die Eigenbewegungen der Bradley-Sterne von neuem diskutiert. Für die scheinbaren Vertices ergaben sich folgende Positionen:

	I		II	
Kapteyn (Bradley-Sterne)	AR 85°	Dekl. −11°	AR 260°	Dekl. −48°
Eddington (Groombridge-Sterne)	90	−18	292	−58
„ (Zodiakal-Sterne)	103	−11	330	−64
„ (Boss-Sterne)	91	−15	288	−64
Dyson (Große Eigenbewegungen) I . .	94	− 7	240	−74
„ „ „ II . .	93	− 7	246	−64
Hough und Halm (Bradley-Sterne) . .	87	−13	276	−41

Diese Zahlen zeigen, daß die beiden Punkte (und zwar besonders der zweite) allerdings noch sehr unsicher bestimmt sind, aber sie bestätigen doch die Realität des von Kapteyn entdeckten Gesetzes. Von den hier angeführten Bestimmungen der scheinbaren Vertices ist die von Eddington ausgeführte, auf den Eigenbewegungen des Boss'schen Katalogs beruhende, am genauesten, und es soll daher hier noch etwas näher auf sie eingegangen werden. Eddington schließt bei seiner Untersuchung die Helium-Sterne aus, da sie die Bewegung der beiden Triften nicht teilen. Außerdem läßt er auch die Sterne beiseite, welche bekannten Sternströmen, wie dem Taurus-Strom und dem Ursa major-Strom (vgl. S. 590ff.), angehören. Er teilt nun die Sphäre in 34 Regionen, von denen immer je zwei sich diametral gegenüber liegen und so ein zusammengehöriges Paar bilden. Für jedes Paar von Regionen werden aus den Richtungen der Eigenbewegungen der darin liegenden Sterne die beiden Richtungen bestimmt, nach welchen sich diese Sterne vorzugsweise zu bewegen scheinen, d. h. also die Richtungen nach den beiden scheinbaren Vertices. Verlängert man diese Richtungen an der Sphäre, so erhält man für jedes Paar von Regionen zwei größte Kreise, von denen der eine durch den scheinbaren Vertex der ersten Trift, der andere durch den der zweiten Trift geht. Die beiden scheinbaren Vertices werden also als Schnittpunkte von je siebzehn größten Kreisen an der Sphäre bestimmt. Nun gehen allerdings in Wirklichkeit diese Kreise durchaus nicht genau durch einen Punkt, schon aus dem Grunde, daß ihre Bestimmung mit ziemlich großen Unsicherheiten behaftet ist. Immerhin ist der scheinbare Vertex der ersten Trift ziemlich genau festgelegt, während für den der zweiten Trift die Genauigkeit weit geringer ist. Die 17 größten Kreise, welche der zweiten Trift entsprechen, gehen aber immer noch alle durch ein Areal, welches sich zur Fläche der ganzen Sphäre verhält, wie die Fläche der Sahara zur Erdoberfläche. Das Verhältnis der Anzahl der zu Trift I und Trift II gehörigen Sterne ist an verschiedenen Stellen des Himmels verschieden; im Durchschnitt ist es 3 : 2, und die auf den Schwerpunkt des ganzen Systems bezogenen Geschwindigkeiten der beiden Triften verhalten sich wie 1.52 : 0.86.

Die Heliumsterne sowie eine Anzahl anderer scheinen nach Eddington an der Triftbewegung nicht teilzunehmen; sie bewegen sich vorzugsweise nach dem Antiapex der Sonnenbewegung hin, ihre Bewegung ist also im wesentlichen parallaktischer Natur, d. h. durch die Bewegung der Sonne hervorgerufen. Während Eddington zunächst der Meinung war, daß diese dritte Trift gegenüber den beiden anderen nur eine unwesentliche Rolle spiele, trat Halm mit der Ansicht hervor, daß ihr weit mehr Sterne angehören, als man zunächst zu glauben geneigt ist. Es würde also nach Halm nicht zwei, sondern drei große Sterntriften geben. Es ist in der Tat durchaus nicht so einfach, die verschiedenen Triften voneinander abzusondern, wenn ihre Richtungen nicht sehr verschieden sind, und so ist es durchaus erklär-

lich, daß man sogar über ihre Zahl — ob zwei oder drei — verschiedener Meinung sein kann. Halm bezeichnet die von ihm angenommene dritte Trift als Trift 0 und gelangt mit Hilfe der Eigenbewegungen des Boss'schen Katalogs zu folgenden Positionen der scheinbaren Vertices der drei Triften:

Trift 0	AR 90°	Dekl. −36°
I	90	0
II	270	−49

Der erste Punkt ist so gut wie identisch mit dem Antiapex der Sonnenbewegung. Trift 0 und Trift I schließen nach obigen Zahlen nur einen Winkel von 36° miteinander ein. In der Verteilung der Werte der Radialgeschwindigkeiten der Sterne glaubt Halm neuerdings eine wesentliche Stütze seiner Drei-Triften-Theorie gefunden zu haben. In der näheren Umgebung der Sonne sollen nach Halm die Triften I und II durchaus vorherrschen. Je weiter wir uns aber von der Sonne entfernen, desto mehr soll sich die Trift 0 bemerkbar machen, und wenn die durchschnittliche Entfernung der Helium-Sterne erreicht ist, sollen die Sterne der Trift 0 sehr stark überwiegen[1]). Die Bewegungsgeschwindigkeit der dritten Trift in bezug auf den Schwerpunkt unseres ganzen Sternsystems ist, wie gesagt, sehr gering.

Es ist wohl möglich, daß Halms Ansichten sich auch weiterhin bestätigen. Gegenwärtig legt man aber den Betrachtungen über die Bewegung der Sterne im allgemeinen die Annahme zweier Triften zugrunde, und auch wir wollen dies hier tun.

So, wie wir diese beiden Triften an der Sphäre beobachten, schließen sie einen stumpfen Winkel miteinander ein. Die beobachtete Bewegung kann aber mit der wirklichen nicht übereinstimmen, da sich ja auch unser Sonnensystem durch den Raum bewegt. Den Einfluß dieser Bewegung auf die Eigenbewegungen der Fixsterne haben wir schon besprochen; er besteht darin, daß die Sterne sich vom Apex zu entfernen scheinen. Es handelt sich nun darum, diesen Einfluß der Sonnenbewegung von der Triftbewegung der Sterne abzusondern, um die wirklichen, gesetzmäßigen Bewegungen der Sterne zu erhalten. Wie diese Rechnung ausgeführt wird, kann hier nicht näher dargelegt werden. Wir begnügen uns mit der Angabe, daß die an den Eigenbewegungen der Sterne wahrgenommenen Gesetzmäßigkeiten nach Kapteyn durch die Annahme erklärt werden können, daß die beiden Sterntriften sich diametral entgegengesetzt im Raume bewegen, und daß die Bewegung der einen Trift nach einem in der Milchstraße gelegenen Punkte, dem wahren Vertex, zielt, der nach Kapteyns erster Bestimmung die Rektaszension 91°, die Deklination +13° hat, während der wahre Vertex der zweiten Trift diesem Punkte diametral gegenüber liegt (AR 271°, Dekl.

[1]) Kapteyn und Adams sind dagegen auf Grund ihrer Untersuchungen über die Bewegung der Sterne der Spektralklassen F, G, K und M zu dem Ergebnis gekommen, daß die Triften I und II sich bis in die größten Entfernungen erstrecken.

-13^0). Der erste Punkt liegt nahe bei dem Stern ξ Orionis, der zweite ebenfalls in der Milchstraße an der südwestlichen Grenze des Sternbildes Scutum. Die relative Bewegung beider Triften ist also genau parallel der Ebene der Milchstraße. Sie sind räumlich nicht voneinander getrennt, sondern durchsetzen sich gegenseitig[1]). Die Sonne bewegt sich nach einem Punkte, dessen Lage übereinstimmt mit derjenigen des Apex, wie sie nach den bisher angewandten Methoden erhalten worden ist; sie ist zur zweiten Trift zu rechnen.

Nach Kapteyns Anschauung ist also das ganze Sternsystem in zwei sich durchsetzende Schwärme von Sternen gespalten, die sich in entgegengesetzter Richtung bewegen. Zu einer anderen Auffassung, die sich gleichfalls mit den an den Eigenbewegungen festgestellten Gesetzmäßigkeiten verträgt, ist Schwarzschild gelangt. Diese neue Auffassung hat den Vorzug, daß sie unitarisch ist, d. h. das ganze Sternsystem als Einheit betrachtet. Schwarzschild nimmt an, daß es in unserem Sternsystem eine Art „Heerstraße" gibt, in deren Richtung die Sterne sich mit Vorliebe bewegen. Diese Straße ist parallel einem Durchmesser des Milchstraßensystems, und sie ist auf einen in der Milchstraße gelegenen Punkt der Sphäre gerichtet, den Schwarzschild als „Vertex" bezeichnet, und der dem Kapteynschen wahren Vertex entspricht. Die Häufigkeit einer Sterngeschwindigkeit von bestimmter Größe in einer bestimmten räumlichen Richtung hängt nun in gesetzmäßiger, durch eine Formel angebbarer Weise von dem Winkel ab, den diese Richtung mit der Richtung nach oder von dem Vertex macht. Je näher die Richtung der Geschwindigkeit mit der Richtung nach oder von dem Vertex zusammenfällt, desto mehr Sterne bewegen sich in dieser Richtung, und am wenigsten Sterne bewegen sich in der Richtung senkrecht zur Heerstraße. Es bewegen sich hiernach ebenso viele Sterne vom Vertex weg als nach ihm hin, was nicht ganz mit den Beobachtungen zu stimmen scheint, da, wie wir sahen, zur ersten Trift mehr Sterne gehören als zur zweiten.

Die eben auseinander gesetzte unitarische oder ellipsoidische Theorie, die eine verhältnismäßig einfache Bestimmung der Lage des Apex der Sonnenbewegung und des Vertex gestattet, ist von Schwarzschild selbst auf die Sterne des Groombridge-Katalogs, von Beliawsky auf etwa 1300 Sterne mit starken Eigenbewegungen, von Rudolph auf 2400 Sterne des Bradley-

[1]) Zur ersten Trift gehören nach Dyson von hellen Sternen z. B. α Andromedae, α Aquilae, α, β, γ Centauri, α Gruis, α Leonis, α Piscis austrini, zur zweiten α Lyrae, α Canis majoris, α Bootis, α Ophiuchi. Irgendein physischer Unterschied zwischen den Sternen beider Triften ist nicht nachweisbar, doch ist in der Trift II ein höherer Prozentsatz von Sternen des zweiten und dritten Spektraltypus vorhanden als in Trift I. Dieser letztere Umstand erklärt wahrscheinlich den obenerwähnten Befund, daß die Eigenbewegungen der A- und F-Sterne eine andere Deklination des Apex ergeben als die der K- und M-Sterne.

Katalogs angewandt worden, ferner von Raymond auf die Sterne des Boss-Katalogs und endlich von Wirtz und Hügeler auf 579 Sterne des Wolfschen Katalogs starker Eigenbewegungen. Die erstgenannten drei Astronomen haben also im wesentlichen dasselbe Material benutzt, wie Eddington (bei seiner ersten Untersuchung), Dyson und Kapteyn; die betreffenden Resultate stimmen, obwohl verschiedene Theorien zugrunde gelegt sind, gut mit denen dieser Forscher überein. Wir geben hier eine Zusammenstellung sowohl der nach der Kapteynschen Zwei-Triften-Theorie, als auch der nach der Schwarzschildschen Theorie bisher erhaltenen Bestimmungen von Apex und wahrem Vertex[1]):

	Apex		Vertex	
Kapteyn (Bradley-Sterne)	AR —	Dekl. —	AR 91°	Dekl. + 13°
Eddington (Groombridge-Sterne) . . .	266°	+ 31°	95	+ 3
„ (Zodiakal-Sterne)	—	—	109	+ 6
„ (Boss-Sterne)	267	+ 36	94	+ 12
Dyson (Sterne mit großen E. B.) I .	281	+ 42	88	+ 24
„ „ „ „ „ „ II .	283	+ 44	88	+ 21
Hough und Halm (Bradley-Sterne) .	—	—	90	+ 8
Schwarzschild (Groombridge-Sterne) .	266	+ 33	93	+ 6
Rudolph (Bradley-Sterne)	268	+ 26	96	+ 7
Beliawsky (Sterne mit großen E. B.).	281	+ 36	86	+ 24
Raymond (Boss-Sterne)	268	+ 35	93	+ 13
Wirtz u. Hügeler (Wolfsche Sterne mit großen E. B.)	294	+ 32	97	+ 15

Der schwedische Astronom Charlier hat Schwarzschilds ellipsoidische Theorie in gewisser Richtung verallgemeinert; leider ist es nicht möglich, diese Untersuchungen hier näher darzulegen. Auf Grund dieser verallgemeinerten ellipsoidischen Theorie hat Charliers Schüler Wicksell den Vertex AR 93°, Dekl. +15° (aus den Eigenbewegungen der Boss-Sterne) gefunden, in naher Übereinstimmung mit den oben gegebenen Zahlen von Eddington und von Raymond, die gleichfalls auf den Boss'schen Eigenbewegungen beruhen.

Die relative Geschwindigkeit beider Triften gegeneinander beträgt nach Eddingtons Rechnung 41 km, wenn wir die Geschwindigkeit der Sonne zu 20 km in der Sekunde annehmen.

Weder die Theorie von Kapteyn noch die von Schwarzschild beansprucht, für etwas anderes gehalten zu werden, als für eine weitere Annäherung an die Wahrheit gegenüber der Annahme von der regellosen Verteilung der motus peculiares, und es wäre durchaus unberechtigt, zu glauben, daß nunmehr die wirkliche Konstitution der uns umgebenden Fixsternwelt ergründet

[1]) Die Ergebnisse, die aus den Radialbewegungen der Sterne für die Position dieser beiden Punkte abgeleitet worden sind, werden weiter unten gesondert behandelt werden.

sei; eine endgültige Entscheidung zwischen beiden Theorien haben die Beobachtungen gegenwärtig noch nicht erbracht.

Man kann versuchen, die Existenz der Vorzugsrichtung in den Bewegungen der Sterne, welche sowohl nach Kapteyns wie nach Schwarzschilds Auffassung besteht, durch eine Art Zentralbewegung der Fixsterne zu erklären, die unter dem Einfluß der Gravitation des ganzen Fixsternkomplexes zustande kommt. Schwarzschild nahm an, daß die Sterne in der Mehrzahl angenähert kreisförmige Bahnen um das Zentrum beschreiben, wie die Planeten um die Sonne, wobei aber direkte und retrograde Bewegungen gleich oft vorkommen. Dann werden in der Tat die Sterne, die in der Nachbarschaft unserer, außerhalb des Zentrums befindlichen Sonne vorbeiziehen, vorzugsweise in der Richtung der Tangente an einen durch die Sonne gehenden Kreis laufen, dessen Mittelpunkt im Zentrum des Systems liegt; die direkt sich bewegenden Sterne würden der einen Kapteynschen Trift, die retrograd sich bewegenden der anderen entsprechen. Der wahre Vertex würde also in einer Richtung liegen, die senkrecht zu der nach dem Zentrum steht. Turner hingegen meint, daß sich die meisten Sterne in äußerst langgestreckten Bahnen um das Zentrum bewegen; wegen der langgestreckten Form der Bahnen würde auch auf diese Weise der Eindruck zweier einander entgegengesetzten Sterntriften entstehen. Der wahre Vertex würde in diesem Falle die Richtung nach dem Zentrum selbst, nicht die dazu senkrechte angeben. Die Umlaufszeiten der Sterne würden sehr groß sein; die der Sonne z. B. schätzt Turner auf 400 Millionen Jahre. Auch Oppenheim ist von anderen Gesichtspunkten aus zu der Auffassung gelangt, daß sich die Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen durch Bewegungen der Sterne um einen Zentralpunkt erklären lassen. Sein Grundgedanke ist der, daß jene Gesetzmäßigkeiten die gleichen systematischen Charakterzüge zeigen, wie sie in dem von der Erde aus beobachteten Laufe der kleinen Planeten auftreten, und daß daher, wie zu deren Erklärung die einfache Annahme einer exzentrischen Stellung der Erde gegen die Sonne genügt, so auch die Annahme einer exzentrischen Stellung der Sonne gegen den Schwerpunkt des Sternsystems für die scheinbaren Bewegungen in diesem maßgebend ist.

Wir haben schon ausführlich auseinandergesetzt, daß die Eigenbewegungen der Sterne der zweiten und der dritten Spektralklasse größer sind als diejenigen der Sterne der ersten Spektralklasse. Man hat nun auch das Verhalten der nach Spektralklassen geordneten Sterne zu den Sterntriften studiert, und es haben sich dabei nach Kapteyn, B. Boss und anderen bemerkenswerte Einzelheiten ergeben. In betreff der Helium-Sterne (Klasse B) sahen wir, daß ihre Eigenbewegungen sehr klein und hauptsächlich parallaktischer Natur sind. Bei den Sternen der Spektralklasse A ist die Bewegung in den beiden großen Triften am deutlichsten ausgeprägt; sie bewegen sich augenscheinlich im allgemeinen mit ziemlich großer Annäherung parallel der

Ebene der Milchstraße. Bei den Sternen der Klassen F, G, K und M ist die Triftbewegung allmählich immer weniger ausgesprochen, aber doch bei allen deutlich vorhanden. Raymond hat den wahren Vertex für die im Boss-Katalog enthaltenen Sterne der verschiedenen Spektralklassen nach Schwarzschilds Methode gesondert bestimmt und folgende Zahlen gefunden:

Spektralklasse	Vertex	
B 8 bis A 4	AR 96°	Dekl. + 11°
A 5 „ F 8	96	+ 6
G	82	+ 25
K	95	+ 18
M	95	+ 32

Die Helium-Sterne (Klasse B 0 bis B 5) sind hierbei aus schon früher erwähnten Gründen nicht mit behandelt worden. Wie bei der Bestimmung des Apex aus Sternen verschiedener Spektralklassen zeigen sich auch hier ziemlich große Unterschiede namentlich in der Deklination, die noch nicht aufgeklärt sind. Übrigens sind die angegebenen Zahlen keineswegs sehr sicher. So fand Meijering unter Zugrundelegung der Kapteynschen Zwei-Triften-Theorie aus den Eigenbewegungen der K-Sterne des Boss-Katalogs die Position des wahren Vertex zu AR 86°, Dekl. + 15°, also namentlich in AR eine ziemlich starke Abweichung von Raymonds Zahlen. In der Klasse A, die die Triftbewegung besonders schön zeigt, ist diese wiederum am stärksten für die nicht galaktischen Sterne und für Sterne mit starken Eigenbewegungen.

Während bei den großen Sterntriften nur das Vorherrschen einer bestimmten Bewegungsrichtung angenommen wird, gibt es am Himmel einige, zum Teil weit zerstreute Sterngruppen, bei denen die Bewegungen der einzelnen Komponenten mit Staunen erregender Exaktheit in paralleler Richtung und mit gleicher Geschwindigkeit erfolgen, so daß sich also die relativen Stellungen dieser Sterne im Raume nicht ändern. Es ist schon früher (s. S. 201) auseinandergesetzt worden, daß die Eigenbewegungen der Sterne eines solchen „Stromes“ nach einem Punkte der Sphäre konvergieren, und daß man, wenn die Eigenbewegungen und die Radialgeschwindigkeiten der Sterne bekannt sind, ihre Entfernungen berechnen kann.

Ein sehr markantes Beispiel für ein derartiges System findet sich im Sternbilde des Stieres, und die Sterne der Hyaden-Gruppe gehören zum Teil dazu. Boss konnte nachweisen, daß 41 Sterne der Größenklassen 3.5 bis 7.0, die über das Areal von $3^h.8$ bis $5^h.1$ in Rektaszension und von + 5° bis + 23° in Deklination verteilt sind, sich nach einem bei AR 92°, Dekl. + 7° gelegenen Konvergenzpunkte bewegen, der nicht weit von dem scheinbaren Vertex der ersten Kapteynschen Trift entfernt liegt, so daß der „Taurus-Strom“ also einen Teil der Trift I bildet. Die Eigenbewegungen der Sterne betragen 7″ bis 15″ in 100 Jahren. Fig. 198 ist eine Darstellung des Systems,

wie wir es an der Sphäre beobachten. Die punktierten Linien geben die Richtungen nach dem Konvergenzpunkte; die Punkte, von denen die Pfeile ausgehen, zeigen die gegenwärtige Stellung der Sterne an, die Pfeile kennzeichnen die Richtung der Eigenbewegungen und ihren Betrag in 50 000 Jahren. Nach 65 000 000 Jahren werden die Sterne, wenn ihre Bewegungen dieselben bleiben wie jetzt, von der Erde aus gesehen einen Sternhaufen von 20′ Durchmesser bilden.

Für einige Sterne des Stromes ist die Radialgeschwindigkeit bekannt, und man kann danach berechnen, daß sich die Komponenten mit einer Geschwindigkeit von 41 km pro Sekunde (relativ zur Sonne) durch den Raum bewegen, und daß die Parallaxen 0″.02 bis 0″.03 betragen. Die enorme Ausdehnung des Systems ist bemerkenswert; Boss findet, daß die äußersten

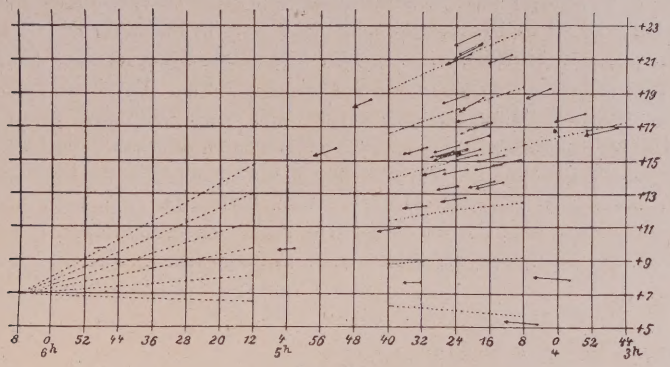


Fig. 198.

Komponenten des Stromes mehr als 30 Lichtjahre voneinander entfernt sind. Wahrscheinlich gehören noch zahlreiche schwächere Sterne, deren Eigenbewegungen noch nicht hinreichend genau bekannt sind, mit zu dem Strom.

Noch einen zweiten merkwürdigen Strom haben wir hier zu besprechen. Schon Proctor hatte darauf aufmerksam gemacht, daß die Sterne β, γ, δ, ε, ζ Ursae majoris nahezu parallele Bewegungen besitzen; in der Tat konvergieren die Eigenbewegungen dieser Sterne, welche 9″ bis 13″ in 100 Jahren betragen, nach einem Punkte hin. Nachdem Klinkerfues und Höffler Untersuchungen über das System angestellt hatten, die sich aber auf ungenaue Werte der Radialgeschwindigkeiten stützten und daher nicht zu befriedigenden Resultaten führen konnten, hat Ludendorff unter Anwendung besserer Werte der Radialgeschwindigkeiten und Eigenbewegungen die Bewegung der fünf Sterne näher untersucht; dabei wurde die Parallelität und Gleichheit ihrer Bewegungen bestätigt gefunden. Bald darauf wies Hertzsprung nach, daß noch mehrere andere, weit am Himmel verstreute

Sterne an der Bewegung dieses Systems teilnehmen, vor allem Sirius, β Aurigae, α Coronae borealis usw. Der Konvergenzpunkt des Systems liegt nach Rasmuson bei AR 308°, Dekl. −40°, also nicht weit von dem scheinbaren Vertex der zweiten Kapteynschen Trift; die Geschwindigkeit des Systems im Raume beträgt (relativ zur Sonne) 18.6 km in der Sekunde. Die Parallaxen der fünf genannten Sterne des Großen Bären sind nahezu gleich und betragen im Mittel 0″.044. Übrigens sind in dem System kleine systematische Abweichungen von der Gleichheit und Parallelität der Bewegungen angedeutet, ja Courvoisier hat sogar versucht, aus diesen Abweichungen die Krümmung der Bahnen, welche die Sterne im Raume beschreiben, abzuleiten.

Ein weiterer Strom von Sternen, bei welchem die Parallelität und Gleichheit der Bewegungen zwar nahe, aber nicht streng erfüllt ist, wurde von Benjamin Boss ausfindig gemacht. Der bekannteste Stern unter den Komponenten dieses Stromes ist 61 Cygni, und man nennt den Strom daher den 61 Cygni-Strom. Zu ihm scheinen u. a. ε Indi, π Mensae, δ Cassiopejae, ε Virginis, sowie eine Reihe von schwächeren Sternen zu gehören. Der scheinbare Konvergenzpunkt der Bewegung liegt bei AR 99°, Dekl. +1°, fällt also nahezu mit dem Konvergenzpunkt des Taurus-Stromes zusammen. Die Geschwindigkeit der Sterne des 61 Cygni-Stromes ist aber viel größer als beim Taurus-Strom, nämlich 95 km (statt 41 km) relativ zur Sonne. Will man die wirklichen Zielpunkte und Geschwindigkeiten beider Ströme kennen lernen, so muß man die Bewegung der Sonne in Rechnung ziehen. Man findet dann:

	Wahrer Zielpunkt		Geschwindigkeit
für den 61 Cygni-Strom:	AR 101°	Dekl. + 9°	80 km
für den Taurus-Strom:	95	+33	28

so daß also die wirklichen Richtungen beider Ströme nicht zusammenfallen. Übrigens scheint es nach Corlin, als ob im 61 Cygni-Strom die Sterne verschiedener Spektraltypen erheblich verschiedene Geschwindigkeiten haben.

Auch die Helium-Sterne (Spektralklasse B), deren Eigenbewegungen, wie wir gesehen haben, im allgemeinen außerordentlich klein sind, zeigen Neigung, sich zu Strömen anzuordnen, deren Komponenten gleiche und parallele Bewegung haben. So konstatierte Eddington im Sternbilde des Perseus einen Strom von 16 Helium-Sternen mit gleicher und paralleler Bewegung, die aber, von uns aus gesehen, nur 4″.2 in 100 Jahren beträgt; zu dieser Gruppe gehören u. a. ε, δ, ψ Persei, ϱ Aurigae und auch α Persei, der aber kein Helium-Stern ist, sondern ein Spektrum der Klasse F 5 besitzt.

Sehr eingehende Untersuchungen über die Bewegung der Helium-Sterne hat Kapteyn angestellt. Zunächst stellte er fest, daß die zwischen den Grenzen 216° und 360° galaktischer Länge und +30° und −30° galaktischer Breite (diese Grenzen umfassen den südlichsten Teil der Milchstraße) gelegenen Helium-Sterne des Boss-Katalogs sich mit wenigen Ausnahmen

alle sehr nahe parallel und mit gleicher Geschwindigkeit nach einem mit dem Antiapex der Sonnenbewegung nahe zusammenfallenden Punkte bewegen (Scorpio-Centaurus-Strom), und zwar ist die Geschwindigkeit 18 km (relativ zur Sonne), wie die Messung der Radialgeschwindigkeiten einer größeren Anzahl jener Sterne ergab. Auf Grund dieser Strombewegung war es Kapteyn möglich, die durchweg höchstens einige Hundertstel der Bogensekunde betragenden Parallaxen von etwa 270 dieser Sterne zu berechnen. Eine andere große Gruppe von Helium-Sternen, nämlich die zwischen 150° und 216° galaktischer Länge, hat ebenfalls mit einigen Ausnahmen eine gemeinsame Strombewegung mit einer Geschwindigkeit von 20 km (relativ zur Sonne), und Kapteyn hat die Parallaxen von etwa 160 zu diesem Strome gehörigen Sternen abgeleitet. Zu diesem Strome gehören die im Orion gegenen Helium-Sterne, deren Parallaxe nach Kapteyn 0″.0054 ist. Diese Zahl können wir auch als Parallaxe des Orionnebels betrachten, der mit diesen Helium-Sternen ohne Zweifel physisch verbunden ist. — Zieht man übrigens die Bewegung der Sonne in Rechnung, so ergibt sich, daß die absolute Bewegung aller der erwähnten Helium-Sterne außerordentlich gering ist; sie sind, wie schon erwähnt, relativ zu dem Gesamt-Sternsystem fast in Ruhe.

Das Vorhandensein von Sternströmen ist noch in mehreren anderen Fällen zu vermuten. Z. B. haben auch die Sterne, welche die Gruppe der Plejaden bilden, zum größten Teil eine gemeinsame, allerdings sehr geringe Eigenbewegung (+0″.02 in Rektaszension, −0″.05 in Deklination). Hayn hat vor kurzem einen sehr genauen Katalog der Örter und Eigenbewegungen von 70 helleren Plejaden-Sternen aufgestellt. Er findet, daß nur 12 von den 70 Sternen nicht an der gemeinsamen Eigenbewegung teilnehmen; die übrigen 58 Sterne haben keine nachweisbaren relativen Bewegungen.

Wir haben bisher fast ausschließlich von den scheinbaren Bewegungen der Sterne an der Sphäre gesprochen und können in der Tat nur diese aus den gewöhnlichen teleskopischen Beobachtungen ermitteln. Erst die neuere Zeit hat uns im Spektroskop ein Mittel an die Hand gegeben, auch die auf uns zu oder von uns weg gerichteten Bewegungskomponenten der Sterne, ihre *Radialgeschwindigkeiten*, zu messen. In der Fig. 199 seien S und S' zwei Örter eines Sternes im Raume.

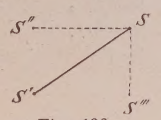


Fig. 199.

SS' also der im Laufe einer gewissen Zeit vom Sterne zurückgelegte Weg. Steht dann in der Richtung SS''' in außerordentlich großer Entfernung die Erde, so wird von ihr aus der Weg SS' an der Sphäre in der Größe SS'' als Eigenbewegung projiziert erscheinen (wenn von der Bewegung der Erde und Sonne zunächst abgesehen wird), dagegen das Stück SS''' die Bewegungsgröße des Sternes in der Richtung der Gesichtslinie (*Visionsradius*) darstellen. Früher vermochten wir nur die Größen SS'' oder die *lateralen* Eigenbewegungen der Sterne an der Sphäre in Bogenmaß zu ermitteln; über die Be-

wegungen in der Richtung der Gesichtslinie (SS''') in linearem Maß wußten wir nichts. Auf welche Weise das Spektroskop uns mit Hilfe des Dopplerschen Prinzips in den Stand setzt, die Bewegungen im Visionsradius zu messen, haben wir bereits gesehen: die enormen Bewegungen im Raume werden im Spektroskop in äußerst geringe Verschiebungen der Spektrallinien umgesetzt (vgl. S. 219ff.). Diese Verschiebungen sind bei ihrer Geringfügigkeit nur schwer zu bestimmen. Einer Bewegung von 75 Kilometern in der Sekunde entspricht nämlich eine Verschiebung von nur etwa einem Viertel der Entfernung der beiden Natriumlinien oder von 1.5 AE in der Wellenlänge, und Bewegungen von dieser Größe sind nur verhältnismäßig selten anzutreffen[1]).

Die Radialbewegung, wie wir sie durch Messung der Linienverschiebungen im Spektrum eines Sternes erhalten, ist nun keineswegs dem Stern allein zuzuschreiben. Zunächst ist zu beachten, daß sich die Sonne und mit ihr die Erde durch den Weltraum bewegt, so daß ein Teil der beobachteten Radialbewegung auf die Bewegung der Sonne zurückzuführen ist. Wenn der Apex und die Geschwindigkeit der Sonne bekannt sind, so ist es leicht, die absoluten Bewegungen der Sterne in der Gesichtslinie aus den beobachteten abzuleiten. Im allgemeinen ist es aber üblich, die Radialgeschwindigkeiten in bezug auf die Sonne anzugeben.

Ferner geht auch die Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne in die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der Sterne ein; in welcher Weise dies geschieht, soll an Fig. 200 näher erläutert werden.

Steht die Erde im Punkte A ihrer Bahn um die Sonne S, und ist AA' die Richtung nach einem Sterne, der sich in der Nähe der Ekliptik befinden möge, so nähert sich die Erde dem Sterne im Punkte A mit einer Geschwindigkeit von 30 km. Im Punkte B ist der Betrag der Erdbewegung in der Gesichtslinie BB' gleich Null, weil sie senkrecht zur Gesichtslinie erfolgt. Im Punkte C ist die Geschwindigkeit, mit der sich die Erde gegen den Stern bewegt, wieder bis auf 30 km angewachsen; ihre Richtung ist aber entgegengesetzt, die Erde bewegt sich vom Sterne weg. Befindet sich der Stern nicht in der Ekliptik, so wird der Betrag der Erdbewegung in der Gesichtslinie

---

[1]) Bei den hier in Betracht kommenden, im Vergleich zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes sehr geringen Geschwindigkeiten ist die einfache Formel $g = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \mathfrak{L}$ zu benutzen, in welcher λ die Wellenlänge derjenigen Linie bedeutet, an welcher die Verschiebung $\Delta\lambda$ gemessen wurde, und $\mathfrak{L}$ die Lichtgeschwindigkeit ist. Sie gilt sowohl zur Berechnung der Bewegungen des Sternes zur Erde, als auch umgekehrt zur Berechnung der Bewegung der Erde zum Sterne oder der aus der gleichzeitigen Bewegung beider Körper resultierenden Geschwindigkeit. Eine Vergrößerung der Wellenlänge (Verschiebung nach Rot) entspricht einer Entfernung, das Umgekehrte einer Annäherung zwischen Erde und Stern; dementsprechend gibt man dem $\Delta\lambda$ das positive oder negative Vorzeichen.

zum Stern um so geringer, je größer die Breite des Sternes ist; er verschwindet ganz, wenn der Stern im Pole der Ekliptik steht, seine Breite also 90° ist. Deuten die Pfeile bei A, B, C und A', B', C' in der Fig. 200 nach Größe und Richtung die Bewegungen der Erde und des Sternes in der Sekunde (Geschwindigkeit) an, und machen wir die Annahme, daß der Stern eine Geschwindigkeit besitzt, die der der Erde in ihrer Bahn gleich ist, so wird, wenn die Erde im Punkte B steht, eine Verschiebung der Spektrallinien eintreten, die lediglich von der Bewegung des Sternes herrührt; da der Stern sich auf die Erde zu bewegt, wird eine Verschiebung der Linien des Sternspektrums nach Violett erfolgen, die der Geschwindigkeit von 30 km entspricht. Im Punkte A wird die Verschiebung nach Violett doppelt so groß sein; im Punkte C dagegen wird keine Verschiebung eintreten, denn Erde und Stern bewegen sich in derselben Richtung mit derselben Geschwindigkeit, es findet demnach keine Distanzänderung zwischen beiden Gestirnen statt. Wir sehen hieraus, daß man auf einfache Weise die beobachteten Radialgeschwindigkeiten der Sterne von dem Einfluß der Erdbewegung befreien oder, mit anderen Worten, eine Reduktion der beobachteten Geschwindigkeit auf die Sonne vornehmen kann, wie es stets mit allen gemessenen Radialgeschwindigkeiten der Sterne geschieht. Umgekehrt kann man auch, wie wir früher sahen (s. S. 208f.), aus Messungen der Radialgeschwindigkeiten von Sternen die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn und damit die Aberrationskonstante bzw. die Sonnenparallaxe bestimmen. Bei genauen Bestimmungen von Radialgeschwindigkeiten muß auch die Bewegung des Beobachters infolge der Rotation der Erde um ihre Achse in Rechnung gezogen werden. Huggins in London (1868) und Vogel, damals in Bothkamp (1871), waren die ersten, welche Messungen der Radialgeschwindigkeiten an einigen hellen Sternen vorgenommen haben. Die außerordentlich mühsamen Beobachtungen wurden in der Weise angestellt, daß vor dem Spalt eines mit einem Refraktor verbundenen, stark zerstreuenden Spektralapparats eine mit verdünntem Wasserstoff gefüllte Geißlersche Röhre angebracht und der Faden des am Beobachtungsfernrohre des Spektralapparats befindlichen Mikrometers abwechselnd auf die Wasserstofflinie Hβ im Stern und auf die entsprechende Linie des zum Leuchten gebrachten Wasserstoffs in der Röhre eingestellt wurde. Die Differenz der Ablesungen gab dann die Größe der Verschiebung.

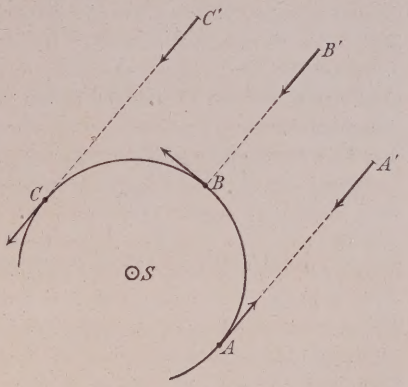


Fig. 200.

Später wurden derartige Beobachtungen auf der Sternwarte zu Greenwich weitergeführt. Die große Ausdauer, mit der dies geschah, war um so anerkennenswerter, als die Astronomen sich damals im allgemeinen gegenüber der Anwendung des Spektroskops zu Bewegungsbestimmungen sehr skeptisch verhielten. Dieses Verhalten schien in gewisser Weise berechtigt, da unter den Physikern ein Streit entstanden war, ob man überhaupt befugt sei, das Dopplersche Prinzip, welches wohl für die Schallwellen als richtig erkannt worden war, auf Lichtwellen zu übertragen. Außerdem zeigten die Beobachtungen eine sehr geringe Übereinstimmung untereinander, und der oben besprochene Einfluß der Erdbewegung konnte nicht mit Sicherheit nachgewiesen werden.

Erst nachdem die Herstellung sehr empfindlicher Trockenplatten gelungen war, wurde es unter Anwendung der Photographie möglich, diesen Zweig der Forschung in andere Bahnen zu lenken. Durch die spektrographische Methode haben die Bestimmungen der Radialbewegung der Gestirne eine feste Grundlage erhalten, und es ist eine innige Verbindung des neuen Zweiges der Astronomie, der Astrophysik, mit der älteren, messenden Astronomie hergestellt worden. Das Verdienst, auf diesem Gebiete bahnbrechend gewirkt zu haben, gebührt Vogel in Potsdam, der dabei wesentlich von Scheiner unterstützt wurde.

Mit dem von Vogel im Jahre 1888 konstruierten Spektrographen (s. Abbildung S. 232) gelang es, für eine größere Anzahl (50) von helleren Sternen die Geschwindigkeiten in der Gesichtslinie mit einiger Sicherheit zu bestimmen. Mit größter Deutlichkeit sprach sich bei allen zu verschiedenen Zeiten ausgeführten Beobachtungen von ein und demselben Sterne der Einfluß der Erdbewegung aus. Die Beobachtungen führten auch zur Entdeckung von mehreren engen Doppelsternen (spektroskopischen Doppelsternen), von denen später die Rede sein wird. Im allgemeinen ergab sich, daß bei den früheren Bestimmungen die Größe der Verschiebung weit überschätzt worden war.

Der errungene Erfolg ist jedoch nicht der Hinzuziehung der Photographie allein zu verdanken, sondern zum großen Teil dadurch bedingt worden, daß mit dem früheren Prinzip der Konstruktion der Apparate vollständig gebrochen und ein Apparat, der eine sehr große Stabilität besaß, ganz ausschließlich für den bestimmten Zweck gebaut wurde. Während die Spektroskope bis dahin so konstruiert wurden, daß sie recht vielen Zwecken dienen konnten, daß sie namentlich ermöglichten, in den verschiedensten Teilen des Spektrums Messungen auszuführen, bildete der von Vogel konstruierte Apparat nur ein kleines Stück des Spektrums in der Nähe der Wasserstofflinie $H\gamma$ ab. Weiter kam hinzu, daß, wo es das Spektrum des Sternes zuließ, nicht nur die Lage einer Linie im Sternspektrum gegen die einer entsprechenden Linie im Vergleichspektrum festgelegt wurde, sondern mehrere Linien zur Bestimmung der Verschiebung herangezogen wurden.

Die Potsdamer Untersuchungen wurden besonders in Amerika wiederholt und erfolgreich weitergeführt, namentlich wurde die Genauigkeit der Messungen noch ganz erheblich gesteigert. So konnten diese Arbeiten Resultate zeitigen, die selbst die kühnsten Erwartungen übertroffen haben.

Die Radialgeschwindigkeiten von 2500 bis 3000 Sternen sind bereits bestimmt; die Sicherheit derselben ist bei Sternen mit linienreichem Spektrum

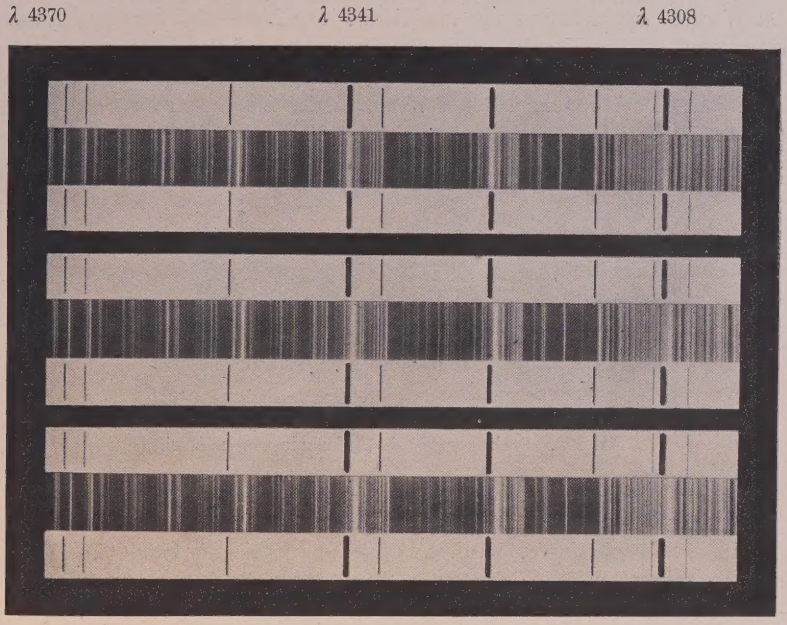


Fig. 201.

so groß, daß die Werte einzelner Bestimmungen kaum 1 bis 2 km voneinander abweichen. Die Zahl der Doppelsterne, die mit Hilfe des Spektroskops aufgefunden wurden (siehe den nächsten Abschnitt), beläuft sich schon jetzt auf fast 1000.

Ehe wir eine Zusammenstellung der Radialbewegungen einer größeren Anzahl von Sternen folgen lassen, möge hier noch auf die schematische Fig. 201 hingewiesen werden, die eine Veranschaulichung der Linienverschiebung in einem Sternspektrum der II. Spektralklasse gibt und den in dem obigen Beispiel gemachten Annahmen und den drei Stellungen der Erde *A*, *B* und *C* gegen den Stern entspricht. In der Mitte jedes Streifens ist ein kleines Stück des Sternspektrums in der Nähe der Linie $H\gamma$ (λ 4341) zu sehen,

und zwar als negative Photographie, wie man sie direkt erhält und zum Ausmessen verwendet. Die dunklen Linien über und unter jedem Spektralstreifen sind die Linien des Vergleichspektrums (Eisen und Wasserstoff). Das zur Darstellung gebrachte Stück des Spektrums würde auf den Originalplatten eines der größeren jetzt üblichen Sternspektrographen 15 mal kleiner sein. Fig. 202 gibt eine in Potsdam gewonnene Aufnahme des Spektrums von α Tauri (Spektralklasse K 5) in Ausschnitt und Vergrößerung wieder. Das Vergleichspektrum ist das des Eisens. Die Linien des Sternspektrums sind gegen die des Vergleichspektrums um etwa 0.5 mm nach rechts verschoben. Es entspricht dies der Tatsache, daß sich der Stern zur Zeit der Aufnahme (1901 Januar 10) um 75 km in der Sekunde vom Beobachter entfernte. Von diesem Betrage sind aber 20 km als Bewegung der Erde in ihrem Jahresumlauf um die Sonne abzuziehen, so daß für die Radial-

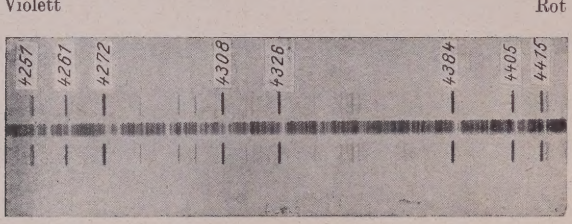


Fig. 202. Spektrographische Aufnahme von α Tauri.

bewegung des Sternes relativ zur Sonne 55 km im Sinne zunehmender Entfernung übrig bleiben.

In die Tabelle auf S. 599ff. sind alle Sterne bis zur Größe 3.0 aufgenommen worden. Die Helligkeiten und Spektraltypen sind nach der „Revised Harvard Photometry“ angegeben[1]), die Radialgeschwindigkeiten nach verschiedenen Quellen. Diejenigen Sterne, welche sich als spektroskopische Doppelsterne (vgl. den nächsten Abschnitt) erwiesen haben, sind durch * gekennzeichnet; für sie ist die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes ihrer Bahn angeführt. Dieser Wert ist nur dann bekannt, wenn schon eine Bahnbestimmung vorliegt, in vielen anderen Fällen kann man ihn aber näherungsweise angeben; dies ist, soweit möglich, geschehen, und die betreffenden Werte sind eingeklammert. Für die visuellen Doppelsternsysteme α Canis majoris (Sirius) und α Centauri ist gleichfalls die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes angegeben, für die anderen visuellen Doppelsterne beziehen sich alle Angaben auf die hellere Komponente, wo es nicht (durch Indizes) anders kenntlich gemacht ist. Außer wenn wir zufällig gerade senk-

[1]) Das Zeichen p bei der Spektralklasse bedeutet, daß sich das Spektrum durch irgendeine Besonderheit auszeichnet.

recht auf die Bahn eines Doppelsternes blicken (wie es z. B. sehr nahe bei α Canis minoris der Fall ist), wird sich natürlich die Radialgeschwindigkeit der Komponenten infolge der Bahnbewegung mit der Zeit ändern; da aber die Umlaufszeiten meist sehr groß sind, werden diese Änderungen in der Regel sehr langsam verlaufen.

In manchen Fällen sind die angegebenen Radialgeschwindigkeiten ungenau, entweder weil noch nicht genug Messungen vorliegen, oder weil die Linien in dem betreffenden Spektrum undeutlich oder breit sind und daher nur unsicher gemessen werden können. Solche ungenauen Werte sind durch Doppelpunkte gekennzeichnet. Für einige Sterne endlich sind noch keine Werte der Radialgeschwindigkeit veröffentlicht, oder es ist bei spektroskopischen Doppelsternen noch kein Wert für die Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes angebbar; in diesen Fällen steht ein Fragezeichen an Stelle des Wertes der Radialgeschwindigkeit.

Geschwindigkeiten im Visionsradius relativ zur Sonne.

(Positive Werte bedeuten eine Entfernung, negative eine Annäherung zwischen Stern und Sonne.)

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.
α Andromedae*	2.2	A	—13 km	δ Capricorni*	3.0	A 5	— 6 km
β „ *	2.4	M a	(+ 2)	α Carinae	—0.9	F	+21
γ „	2.2	K	—11	β „	1.8	A	—16:
α Aquilae	0.9	A 5	—33:	ε „	1.7	K p	+12
γ „	2.8	K 2	— 2	ϑ „ *	3.0	B	?
ζ „ *	3.0	A	?	ι „	2.2	F	+13
α Arae*	3.0	B 3 p	(+ 2)	α Cassiopejae	Var.	K	— 4
β „	2.8	K 2	— 1	β „	2.4	F 5	+13
β Arietis	2.2	K 2	—14	γ „	2.2	B p	— 6
α „ *	2.7	A 5	— 1	δ „	2.8	A 5	+ 7
α Aurigae*	0.2	G p	+30	α^1 Centauri	0.3	G	—22
β „ *	2.1	A p	—18	α^2 „	1.7	K 5	
ϑ „ *	2.7	A p	?	β „ *	0.9	B 1	?
ι „	2.9	K 2	+18	γ „	2.4	A	— 9:
α Bootis	0.2	K	— 4	δ „	2.9	B 3 p	?
γ „ *	3.0	F	(—35)	ε „	2.6	B 1	+ 6
ε „	2.7	K	—16	η „ *	2.6	B 3 p	(0)
η „ *	2.8	G	0	ϑ „	2.3	K	+ 2
α Canis majoris*	—1.6	A	— 8	ι „	2.9	A 2	+ 2
β „ *	2.0	B 1	+33	α Cephei	2.6	A 5	?
δ „ *	2.0	F 8 p	(+35)	α Ceti	2.8	M a	—25
ε „	1.6	B 1	+29	β „	2.2	K	+15
η „	2.4	B 5 p	+40	α Columbae	2.8	B 5 p	?
α Canis minoris	0.5	F 5	— 4	α Coronae bor.*	2.3	A	0
α Canum venat.*	2.9	A p	— 3:	β Corvi	2.8	G 5	— 7

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.
γ Corvi*	2.8	B 8	(— 7) km	ε Orionis	1.8	B	+25 km
α^1 Crucis	1.6	B 1	+ 7	ζ „	2.0	A	+18
α^2 „	2.1	B 1	?	ι „ *	2.9	O e 5	+22
β „ *	1.5	B 1	(+13)	$\varkappa$ „	2.2	B	+21
γ „	1.6	M b	+22	α Pavonis*	2.1	B 3	+ 2
α Cygni*	1.3	A 2 p	(— 4)	α Pegasi*	2.6	A	?
γ „	2.3	F 8 p	— 5	β „	Var.	M b	+ 8
δ „	3.0	A	—37:	γ „ *	2.9	B 2	?
ε „ *	2.6	K	(—10)	ε „	2.5	K	+ 5
β Draconis	3.0	G	—20	α Persei	1.9	F 5	— 2
γ „	2.4	K 5	—27	β „ *	Var.	B 8	+ 4
η „	2.9	G 5	—14	ε „ *	3.0	B	?
α Eridani	0.6	B 5	?	ζ „	2.9	B 1	+20
β „	2.9	A 2	— 8:	α Phoenicis*	2.4	K	+76
α^1 Geminorum*	2.8	A	— 1	α Piscis austr.	1.3	A 3	+ 7
α^2 „ *	2.0	A	+ 6	ζ Puppis	2.3	O d	?
β „	1.2	K	+ 4	π „	2.7	K 5	+16
γ „ *	1.9	A	(—11)	ϱ „ *	2.9	F 5	(+46)
α Gruis	2.2	B 5	?	τ „ *	2.8	K	(+37)
β „ *	2.2	M b	(+ 1)	δ Sagittarii	2.8	K	—20
β Herculis*	2.8	K	—26	ε „	2.0	A	—11:
ζ „ *	3.0	G	(—70)	ζ „	2.7	A 2	+22:
α Hydrae	2.2	K 2	— 4	λ „	2.9	K	—43
α Hydri	3.0	F	— 5:	π „	3.0	F 2	—11
β „	2.9	G	+23	σ „	2.1	B 3	— 1
α Leonis	1.3	B 8	— 9:	α Scorpii*	1.2	M a p	(— 3)
β „	2.2	A 2	+ 1	β „ *	2.9	B 1	— 9
γ „	2.6	K	—35	δ „ *	2.5	B	?
δ „	2.6	A 2	—18:	ε „	2.4	K	— 2
α Leporis	2.7	F	25	ϑ „	2.0	F	+ 5
β „	3.0	G	—14	$\varkappa$ „ *	2.5	B 2	?
α^2 Librae*	2.9	A 2	?	λ „ *	1.7	B 2	?
β „ *	2.7	B 8	?	π „ *	3.0	B 2 p	?
α Lupi*	2.9	B 2	(+ 8)	τ „	2.9	B	+ 1
β „ *	2.8	B 2 p	(0)	υ „ *	2.8	B 3	(+17)
γ „	3.0	B 3	?	α Serpentis	2.8	K	+ 3
α Lyrae	0.1	A	—14	α Tauri	1.1	K 5	+55
α Muscae	2.9	B 3	+14	β „	1.8	B 8	+11
α Ophiuchi*	2.1	A 5	?	ζ „ *	3.0	B 3	+16
β „	2.9	K	—12	η „	3.0	B 5	+12
δ „	3.0	M a	—19	α Trianguli austr.	1.9	K 2	— 4
ζ „	2.7	B	—15:	β „	3.0	F	?
η „	2.6	A	— 1	α Tucanae*	2.9	K 2	(+41)
α Orionis*	Var.	M a	(+21)	α Ursae majoris*	2.0	K	(— 8)
β „ *	0.3	B 8 p	+23	β „ *	2.4	A	(—12)
γ „ *	1.7	B 2	(+18)	γ „	2.5	A	—10:
δ „ *	2.5	B	+20	ε „ *	1.7	A p	—12

Stern	Größe	Spektr.	Radialgeschw.	Stern	Größe	Spektr	Radialgeschw.
ζ^1 Ursae majoris*	2.4	A p	—10 km	$\varkappa$ Velorum*	2.6	B 3	+22 km
η „	1.9	B 3	— 6:	λ „	2.2	K 5	+19
α Ursae minoris*	2.1	F 8 p	—15	μ „	2.8	G 5	+ 7
β „	2.2	K 5	+17	N „	3.0	K 5	—14
γ Velorum	2.2	O a p	?	α Virginis*	1.2	B 2	+ 2
δ „	2.0	A	?	ε „	3.0	K	—13

Wie wir aus der Tabelle ersehen können, sind die Radialgeschwindigkeiten der Sterne meist nicht besonders groß und z. B. durchaus mit der Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn um die Sonne (etwa 30 km) vergleichbar. Auch für die in der Tabelle nicht aufgeführten schwächeren Sterne gilt diese Regel. Man hat aber auch einige Sterne mit sehr großen Radialgeschwindigkeiten gefunden. Es sind dies vor allem solche, welche auch große laterale Eigenbewegungen besitzen; gerade diese Sterne hat man, um zu sehen, ob sie auch große Radialgeschwindigkeiten besitzen, spektrographisch untersucht, obwohl dies bei der Lichtschwäche der meisten von ihnen schwierig ist. Wir geben in der folgenden Tabelle ein Verzeichnis von Sternen mit Radialgeschwindigkeiten von mehr als 100 km und mit bekannten Parallaxen nach einer von Adams und Joy aufgestellten Liste. Außer der Radialgeschwindigkeit V sind noch angeführt der Spektraltypus, die Eigenbewegung μ, die Parallaxe π (zumeist nach der Kohlschütterschen spektroskopischen Methode bestimmt) und die von der Sonnenbewegung befreite Gesamtgeschwindigkeit v im Raume (absolute Geschwindigkeit), die man leicht berechnen kann, wenn man V, μ, π und die Sonnenbewegung kennt.

Stern	Spektr.	V	μ	π	v
			"	"	
Lalande 1966	F 5	—325 km	0.638	0.016	364 km
„ 5761	A 3 p	—144	0.861	0.039	179
W. B. 3^h 617	F 6	+114	0.745	0.028	152
A. G. Berl. 1366	F 0	+339	0.54	0.007	494
Groombr. 864	G 2	+105	0.690	0.055	108
Córdoba 5^h 243	G—K	+242	8.75	0.319	257
A. G. Berl. 1866	F 9	—190	0.76	0.021	262
Boss 1511	K 3 p	+183	0.104	0.012	168
Lalande 15 290	F 7	—242	1.962	0.023	467
„ 23 995	F 3	+144	0.877	0.012	372
„ 27 274	F 4	+160	0.785	0.013	322
A. Oe. 14 318/20	K0, G8	+300	3.682	0.044	491
Lalande 28 607	A 2 p	—170	1.178	0.033	221
A. G. Leid. 5734	K 4	—164	0.035	0.002	166
W. B. 17^h 514	F 5	—148	0.623	0.014	245
Barnards Pfeilstern	M b	—106	10.27	0.540	132
Lalande 37 120	F 9	—162	0.517	0.050	152
A. Oe. 20 452	F 5	—179	1.182	0.015	391

Es handelt sich hier durchweg um absolut schwache Sterne (Zwergsterne), von denen nur zwei der Spektralklasse A angehören und keiner der Spektralklasse B. Die nähere Untersuchung zeigt, daß die stark bewegten Sterne die allgemeine Triftbewegung sehr deutlich zeigen. Die absoluten Geschwindigkeiten v sind natürlich infolge der Unsicherheit der Parallaxen größtenteils auch etwas unsicher.

Es ist leicht einzusehen, daß man ähnlich wie aus den Eigenbewegungen der Sterne, so auch aus ihren Radialgeschwindigkeiten die Lage des Apex, außerdem aber auch noch die Geschwindigkeit der Sonne bestimmen kann[1]). Wären die Sterne unbewegt, so daß also ihre Radialgeschwindigkeit in bezug auf die Sonne nur durch die Bewegung der letzteren zustande käme, so würden sämtliche in der Nähe des Apex gelegene Sterne sich uns zu nähern, sämtliche in entgegengesetzter Richtung gelegene sich von uns zu entfernen scheinen. Man würde dann die Lage des Apex und die Geschwindigkeit der Sonne in aller Strenge berechnen können. Nun sind die Sterne selbst aber auch bewegt, und man macht daher bei der Berechnung des Apex und der Geschwindigkeit der Sonne wiederum zunächst die Annahme, daß diese wirklichen Bewegungen der Sterne regellos erfolgen.

Die erste derartige Berechnung des Apex wurde von Kempf unter Benutzung der in Potsdam zuerst gemessenen Radialgeschwindigkeiten von etwa 50 Sternen ausgeführt. Diese Zahl von Sternen war aber zu gering, als daß die Resultate hätten zuverlässig sein können. Nachdem dann Campbell im Jahre 1901 aus den auf der Lick-Sternwarte gemessenen Radialgeschwindigkeiten von 280 Sternen vorläufige Werte für die Position des Apex und die Geschwindigkeit der Sonne abgeleitet hatte, ist 1911 von ihm eine neue Bestimmung dieser Größen veröffentlicht worden. Diese beruht auf den Radialgeschwindigkeiten von 1180 Sternen und 13 Nebelflecken. Das benutzte Material ist aber nicht nur viel größer als das vom Jahre 1901, sondern es tritt noch ein anderer Umstand hinzu, der der neuen Bestimmung eine weit größere Genauigkeit verleiht, als sie die frühere besaß. Durch die Arbeiten der von der Lick-Sternwarte nach Chile entsandten Mills-Expedition sind nämlich auch die Radialgeschwindigkeiten der helleren Sterne des südlichen Himmels bekannt geworden, während früher hauptsächlich nur Radialgeschwindigkeiten von Sternen des nördlichen Himmels zur Verfügung gestanden hatten; die im Jahre 1901 benutzten Sterne waren also sehr ungleichmäßig an der Sphäre verteilt, und infolgedessen mußte die damalige Bestimmung des Apex ungenau bleiben.

Nach Campbell haben dann noch B. Boss (1914), Gyllenberg (1914), Strömberg (1918) und Forbes (1922) Bestimmungen des Apex aus den Radialgeschwindigkeiten der Sterne ausgeführt. B. Boss, Gyllenberg und Forbes

[1]) Letztere hat man auch aus den lateralen Eigenbewegungen zu ermitteln versucht, doch sind die auf diese Weise erhaltenen Resultate ziemlich unbestimmt.

benutzten die Radialgeschwindigkeiten von 1321 bzw. 1596 und 1922 Sternen aller Spektralklassen und Strömberg die von 1405 Sternen der Klassen F, G, K und M. Die beiden erstgenannten Forscher verfügten im wesentlichen nur über dasselbe Beobachtungsmaterial, das schon Campbell benutzt hatte, während Strömberg und Forbes zahlreiche neu bestimmte Radialgeschwindigkeiten heranziehen konnten. Die Resultate für die Position des Apex und die Geschwindigkeit der Sonne sind:

Campbell	AR 268°	Dekl. +25°	Geschw. d. Sonne 19.5 km
B. Boss	269	+29	21.6
Gyllenberg	270	+29	19.8
Strömberg	271	+29	21.5
Forbes	270	+27	22.0

Diese Positionen des Apex stimmen mit der von L. Boss aus den lateralen Eigenbewegungen abgeleiteten (AR 271°, Dekl. +34°) in Deklination nicht besonders gut überein; die Ursache der Differenz ist noch nicht aufgeklärt. Es empfiehlt sich daher, für die Position des Apex einstweilen rund AR 270°, Dekl. +30° anzunehmen.

Bestimmt man den Apex aus den Radialgeschwindigkeiten von Sternen verschiedener Spektralklassen gesondert, so erhält man etwas verschiedene Werte, und zwar ist der den Radialbewegungen der A- und F-Sterne entsprechende Apex in demselben Sinne gegen den aus den K- und M-Sternen folgenden verschoben, wie es bei den entsprechenden, aus den lateralen Eigenbewegungen berechneten Apices der Fall ist (vgl. S. 583). Auch für die Geschwindigkeit der Sonne ergeben sich verschiedene Werte, wenn man sie aus den Radialgeschwindigkeiten der Sterne von verschiedenen Spektraltypen gesondert berechnet. Wir geben hier die von Campbell und die von Gyllenberg gefundenen Zahlen:

Spektralklasse	Geschwindigkeit der Sonne nach Campbell	nach Gyllenberg
B	20.2 km	22.1 km
A	15.3	19.8
F	15.8	19.5
G	16.0	18.8
K	21.2	19.5
M	22.6	21.0

Die Gyllenbergschen Zahlen sind wesentlich weniger voneinander verschieden als die Campbellschen. Übereinstimmung herrscht darin, daß in bezug auf die Gesamtheit der B-Sterne und die der M-Sterne die Sonne eine größere Geschwindigkeit hat als in bezug auf die Gesamtheit der A-, F- und G-Sterne.

Da man die Lage des Apex und die Geschwindigkeit der Sonnenbewegung angenähert kennt, so ist es, wie schon erwähnt, leicht, die beobachteten Radialgeschwindigkeiten näherungsweise von dem Einfluß der Sonnenbewegung zu befreien; man erhält auf diese Weise die Radialbewegungen, welche die Sterne haben würden, wenn die Sonne still stände. Diese *absoluten Radialgeschwindigkeiten* lassen eine deutliche Abhängigkeit vom Spektraltypus erkennen. Nach Campbell, der zuerst dieses Gesetz nachgewiesen hat, bzw. nach Gyllenberg beträgt nämlich die mittlere absolute Radialgeschwindigkeit bei Sternen der Spektralklasse:

	Campbell		Gyllenberg	
B	6.5 km	(225 Sterne)	7.0 km	(247 Sterne)
A	11.1 „	(212 „)	11.8 „	(263 „)
F	14.4 „	(185 „)	14.5 „	(237 „)
G	15.0 „	(128 „)	15.8 „	(208 „)
K	16.8 „	(382 „)	15.9 „	(486 „)
M	17.1 „	(73 „)	17.2 „	(85 „)

Die Zahl der bei der Berechnung der Mittelwerte benutzten Sterne ist in Klammern angegeben. Auch für die lateralen Eigenbewegungen hat sich (vgl. S. 580) eine solche Abhängigkeit vom Spektraltypus ergeben. Bei den Radialgeschwindigkeiten läßt sich sogar noch innerhalb der Klassen F bis M eine Zunahme deutlich bemerken, was bei den Eigenbewegungen nicht der Fall war. Die Helium-Sterne (Klasse B) zeichnen sich wie durch kleine laterale Eigenbewegungen, so auch durch kleine Radialgeschwindigkeiten aus.

Die planetarischen Nebel (vgl. den Abschnitt „Sternhaufen und Nebelflecke") haben große absolute Radialgeschwindigkeiten, nämlich im Mittel (aus 96 Werten) etwa 30 km. Die unregelmäßigen Nebel haben dagegen bemerkenswerterweise kleine absolute Radialgeschwindigkeiten, nämlich 11 km im Mittel aus 5 Werten. Wir werden auf diese Ergebnisse noch in dem Kapitel über die Nebel zurückkommen.

Die Untersuchungen von Kapteyn, Adams und Strömberg haben das interessante Resultat ergeben, daß innerhalb der Spektralklassen F, G, K und M sich eine Abhängigkeit des durchschnittlichen Betrages der Radialgeschwindigkeit von der absoluten Helligkeit der Sterne zeigt, und zwar in dem Sinne, daß, je kleiner die absolute Helligkeit eines Sternes ist, er eine desto größere Radialgeschwindigkeit besitzt; z. B. lauten die von Strömberg für die K-Sterne erhaltenen Durchschnittszahlen:

Absolute Größe	Radialgeschwindigkeit	Zahl der Sterne
heller als 1.0	13.5 km	124
1.0 bis 1.9	16.5 „	251
2.0 „ 4.9	21.0 „	107
5.0 u. schwächer	27.6 „	78

Die absolut hellsten K-Sterne haben hiernach nur eine um etwa 2 km größere Radialgeschwindigkeit als die Gesamtheit der A-Sterne; letztere sind, wie in noch höherem Grade die B-Sterne, im allgemeinen ebenfalls absolut sehr hell. Die K- und M-Sterne scheinen durchschnittlich um ein bis anderthalb km größere Radialgeschwindigkeiten zu haben als die F- und G-Sterne gleicher absoluter Helligkeit.

Es liegt nun nahe, anzunehmen, daß innerhalb derselben Spektralklasse die absolut helleren Sterne auch die größere Masse haben. Dann würde die Abhängigkeit der Radialgeschwindigkeit von der absoluten Helligkeit bedeuten, daß sich Sterne von größerer Masse durchschnittlich langsamer bewegen als solche von kleinerer Masse. Die B-Sterne haben, wie wir sahen, besonders geringe Geschwindigkeiten, und es ist höchst bemerkenswert, daß gerade sie (vgl. den nächsten Abschnitt „Doppelsterne") besonders große Massen zu besitzen scheinen. Dieser Befund kann als Bestätigung der Abhängigkeit der Geschwindigkeit von der Masse betrachtet werden.

Von Interesse ist es, zu untersuchen, ob die absoluten Radialgeschwindigkeiten etwa eine Abhängigkeit von der Lage der Sterne zur Milchstraße zeigen. In der Tat hat Campbell gefunden, daß die Sterne (ausgenommen diejenigen der Klasse M) von geringer galaktischer Breite im Durchschnitt etwas größere absolute Radialgeschwindigkeiten haben als diejenigen von höherer galaktischer Breite. Für die Sterne der Klasse A sind z. B. die mittleren absoluten Radialgeschwindigkeiten in den Zonen 0^0 bis 30^0, 30^0 bis 60^0, 60^0 bis 90^0 galaktischer Breite der Reihe nach 12.6 km (101 Sterne), 9.6 km (82 Sterne), 9.3 km (29 Sterne). Es deutet dies darauf hin, daß die Sterne eine gewisse Tendenz haben, sich parallel der Ebene der Milchstraße zu bewegen; schon bei der Besprechung der lateralen Eigenbewegungen hatten wir diese Regel für die Sterne der Klasse A bestätigt gefunden.

Wir haben früher gesehen, daß die lateralen Eigenbewegungen der Sterne gewisse Gesetzmäßigkeiten zeigen, die ihre Deutung in Kapteyns Triften-Theorie bzw. in Schwarzschilds unitarischer Theorie gefunden haben. Es ist nun zu erwarten, daß diese Gesetzmäßigkeiten in den Bewegungen der Sterne sich auch in ihren Radialgeschwindigkeiten verraten. Hough und Halm haben diese Frage zuerst (im Jahre 1909) näher untersucht und gefunden, daß die beobachteten Radialgeschwindigkeiten tatsächlich die für die lateralen Eigenbewegungen gefundenen Gesetze bestätigen. Aus den Radialbewegungen von fast 500 Sternen fanden Hough und Halm die folgende Position des wahren Vertex:

AR 88^0 Dekl. $+27^0$.

Später hat man diese Untersuchungen an der Hand eines reicheren Beobachtungsmaterials wiederholt. Eddington und Hartley ermittelten aus den Radialgeschwindigkeiten von fast 1100 Sternen der Klassen A bis M die folgende Position des wahren Vertex:

AR 95^0 Dekl. $+12^0$,

während Gyllenberg aus den Radialgeschwindigkeiten von 1500 Sternen der Klassen B bis M den Vertex

AR 84° Dekl. + 5°

fand. Strömberg endlich hat die Radialgeschwindigkeiten von fast 1300 Sternen der Klassen F bis M zur Bestimmung des Vertex benutzt. Er teilte diese Sterne der Entfernung nach in zwei Gruppen. Die 260 nächsten Sterne ergaben den Vertex

AR 100° Dekl. + 34°

und die 1022 entfernteren Sterne

AR 92° Dekl. + 8°.

Strömberg glaubt, in den Werten der Radialgeschwindigkeiten Anzeichen dafür zu finden, daß die Sterne um den Mittelpunkt des Milchstraßen-Systems rotieren.

Wie aus den angeführten Zahlen ersichtlich ist, stimmt der aus den Radialbewegungen folgende Ort des Vertex mit dem aus den lateralen Eigenbewegungen folgenden gut überein.

Schon Campbell hat das Verhalten der absoluten Radialgeschwindigkeiten der Sterne der einzelnen Spektralklassen zu der allgemeinen Triftbewegung näher geprüft. Es ergab sich dabei, daß die Radialgeschwindigkeiten der Sterne der Klasse B die Triftbewegung nicht merklich erkennen lassen[1]), diejenigen der Sterne der Klasse A dagegen deutlich, die der Sterne der Klassen F, G, K, M allmählich immer weniger. Gyllenbergs Rechnungen haben dieses Ergebnis, das sich mit dem aus den lateralen Eigenbewegungen gefundenen im wesentlichen deckt, bestätigt.

Es muß an dieser Stelle noch einer höchst merkwürdigen Erscheinung gedacht werden, die in letzter Zeit viel diskutiert worden ist. Als Kapteyn und Frost 1910 und Campbell 1911 die Radialgeschwindigkeiten der B-Sterne untersuchten, bemerkten sie, daß die nach Anbringung der Sonnenbewegung erhaltenen absoluten Radialgeschwindigkeiten dieser Sterne sich nicht, wie zu erwarten war, im Mittel aufhoben, sondern daß sich vielmehr aus ihnen ein positiver Mittelwert ergab, der nach Campbell $K = +4$ km ist. Diese Erscheinung, der sogenannte K-Effekt, kann so gedeutet werden, daß sich das ganze uns umgebende System der B-Sterne mit einer Geschwindigkeit von 4 km in der Sekunde ausdehnt. Man trägt aber Bedenken, diese Deutung anzunehmen, und hat daher andere Erklärungen aufzustellen gesucht (z. B. die, daß die Wellenlängen der Linien im Spektrum der B-Sterne aus irgendwelchen Gründen etwas anders sind als im Spektrum irdischer Lichtquellen); Klarheit ist in dieser Frage noch nicht gewonnen. Campbell hat den Wert von K auch für die anderen Spektralklassen ermittelt; er kam zu dem Ergebnis,

[1]) Vgl. die früher (S. 585f.) erwähnten Untersuchungen Halms über die „Trift 0".

daß der K-Effekt für die A-, F- und G-Sterne nur sehr klein, dagegen für die K- und M-Sterne ebenfalls deutlich nachzuweisen und für letztere ungefähr ebenso groß wie für die B-Sterne ist. Gyllenberg hat mit einem etwas größeren Beobachtungsmaterial die Berechnung von K für die verschiedenen Spektralklassen wiederholt und fand für die Spektralklasse

	K		K
B	+ 4.3 km	G	− 0.8 km
A	+ 0.1	K	+ 3.6
F	+ 0.2	M	+ 5.3

Merkwürdigerweise zeigt der Wert von K eine ganz ähnliche Abhängigkeit von der Spektralklasse wie die Geschwindigkeit der Sonne (siehe oben). Nach Strömberg ist bei Sternen der Klassen F, G und K der K-Effekt positiv für die absolut hellsten und negativ für die absolut schwächsten Sterne. Man hat für alle diese Wahrnehmungen noch keine befriedigende Erklärung.

Wenn man das in dem vorstehenden Abschnitt dargelegte gegenwärtige Wissen über die Bewegungen der Sterne mit demjenigen vergleicht, welches wir vor etwa zwanzig Jahren besaßen, so wird man staunen über den enormen Fortschritt, der in dieser kurzen Spanne Zeit erzielt ist. Zwar ist vieles noch unklar und zweifelhaft, ja es fehlt auch nicht an Widersprüchen zwischen den Ergebnissen verschiedener Forscher. Auch mangelt es noch an der Erklärung vieler der beobachteten Erscheinungen, die z. T. recht verwickelter Natur sind. Aber die Auffindung der großen Gesetzmäßigkeiten in den Eigenbewegungen der Fixsterne gehört zu den schönsten astronomischen Entdeckungen aller Epochen, und wir dürfen wohl hoffen, daß wir in nicht zu ferner Zeit noch weitere wichtige Einblicke in die Gesetze, welche die Bewegungen im Universum regeln, erhalten werden.

Zum näheren Studium der im vorstehenden Abschnitte behandelten Fragen sei Eddingtons Buch „Stellar Movements and the Structure of the Universe“ (London, Macmillan and Co.) empfohlen, welches allerdings, da es bereits 1914 erschienen ist, nicht mehr in allen Punkten dem heutigen Stande der Kenntnis entspricht.

5. Doppelsterne.

Richtet ein Beobachter den Blick nach dem zweiten Sterne im Schwanze des Großen Bären, ζ Ursae majoris oder Mizar, so wird er dicht daneben ohne Mühe ein kleineres Sternchen erkennen, den Alkor; blickt er nach den Hyaden, so findet er ein ähnliches Doppelgestirn nahe westlich von Aldebaran in ϑ^1 und ϑ^2 Tauri. Ein schärferes Auge gehört schon dazu, die beiden eng beisammen stehenden Sterne im Kopfe des Steinbockes, α^1 und α^2 Capricorni, einzeln wahrzunehmen; endlich gelingt nur dem scharfsichtigsten Auge

die Trennung der beiden Sterne ε und 5 Lyrae nahe der Wega. Nimmt man aber ein Fernrohr, selbst nur mit 20- bis 30-facher Vergrößerung, so vermehrt sich für den Beobachter die Zahl solcher dicht beieinander stehenden oder *Doppelsterne* in hohem Grade, und ihre Zahl nimmt um so mehr zu, je stärkere Mittel man benutzt, während die erstgenannten, schon dem bloßen Auge auffallenden, im Fernrohr kaum mehr als Doppelsterne aufgefaßt werden können. In der Tat rechnet der Astronom zu den Doppelsternen im engeren Sinne ausschließlich die Tausende solcher Objekte, deren scheinbarer Abstand höchstens eine halbe Bogenminute beträgt. Manche von den Komponenten der für das bloße Auge doppelt erscheinenden Sterne läßt das Fernrohr als teleskopische Doppelsterne erkennen; so zeigt es Mizar als aus zwei Sternen in 14″ Abstand bestehend, von denen Alkor fast 11′ entfernt ist; die beiden Sterne ε und 5 Lyrae trennen sich sogar in zwei Doppelsternpaare, deren einzelne Komponenten nur 2″ bis 3″ voneinander abstehen, während die beiden Paare $3\frac{1}{2}'$ voneinander entfernt sind.

Die außerordentlich große Zahl von Doppelsternen, die das Fernrohr zeigt, führte W. Herschel, der ihnen zuerst seit 1779 in der Absicht, Fixsternparallaxen zu bestimmen (s. S. 196), seine Aufmerksamkeit zuwandte, zu der Überzeugung, daß wir es hier nicht nur mit scheinbar an der Sphäre einander nahe stehenden Sternen zu tun hätten, sondern daß die meisten räumlich benachbart seien, daß zwischen ihnen ein physischer Zusammenhang bestehen müsse, daß sie nicht *optische*, sondern *physische Doppelsterne* seien. Es gelang ihm in der Tat, dies bei einigen durch die Beobachtung nachzuweisen; als er nämlich nach 20 jähriger Unterbrechung in den ersten Jahren des neunzehnten Jahrhunderts die Messungen wiederholte, fand sich, daß bei nicht wenigen der Objekte die Komponenten ihre gegenseitige Stellung geändert hatten. Vor Herschel hatten zwar schon Michell in England und der Mannheimer Astronom Chr. Mayer auf die wahre Natur der Doppelsterne hingewiesen; ihre Ansichten waren aber nicht weiter bekannt geworden, auch hatten sie dieselben nicht durch die Beobachtung unterstützen können. Ein vollkommen strenger Beweis war freilich auch Herschel nicht möglich, man mußte sich vielmehr damals noch zum Teil auf Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen stützen. (Michell hatte nur diese seinen Folgerungen zugrunde gelegt.) Die vorstehende Fig. 203 möge die Verhältnisse näher erläutern. A und B seien die gegenseitigen Stellungen[1]) der beiden Komponenten eines Doppelsternes zu einer gewissen Zeit; nach einer Reihe von Jahren beobachte man die Stellungen A und B', also den Begleiter in der Richtung BB', relativ zu A, fortgerückt. Diese Ortsveränderung kann zwei Gründe haben. Erstens

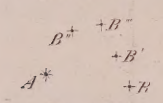


Fig. 203.

[1]) Man gibt bei Doppelsternen die relative Stellung der Komponenten durch Distanz und Positionswinkel an; erstere in Bogensekunden und deren Dezimalteilen, letzteren in Graden und deren Teilen, von Norden durch Osten, Süden, Westen gezählt.

ist es möglich, daß die Sterne nur scheinbar an der Sphäre einander nahe stehen, im Raume aber sehr weit hintereinander, also einen optischen Doppelstern bilden; dann hat Stern B relativ zu A eine Eigenbewegung, deren Richtung und Größe durch BB' gemessen wird. Die zweite Möglichkeit dagegen ist die, daß die Sterne physisch verbunden sind, also auch im Raume einander nahe stehen; dann beschreibt der Begleiter B um den Hauptstern A eine Bahn, und BB' ist das zurückgelegte Bahnstück. Eigenbewegungen erfolgen, wie wir oben sahen, in gerader, Bahnbewegungen aber in gekrümmter Linie. Eine dritte Beobachtung wird demnach über den Charakter des Doppelsternes entscheiden können; steht dann der Begleiter in B'', so ist die Bewegung krummlinig und das Sternpaar physisch verbunden, steht er dagegen in B''', so daß $B'''B'$ gleichgerichtet mit $B'B$ ist, so ist das Paar nur ein optischer Doppelstern. Ein strenger Beweis für die physische Bewegung erfordert also im einzelnen Falle wenigstens drei Beobachtungen. Aber wenn wir auch nur die Gesamtzahl der teleskopischen Doppelsterne betrachten, so läßt sich mit Hilfe der Wahrscheinlichkeitsrechnung zeigen, wieviel Prozent davon physische, wieviel optische Doppelsterne sein werden. In der Tat sieht man leicht ein, daß ein nur optisch nahes Zusammenstehen bei hellen Sternen, die in geringer Anzahl über die ganze Himmelssphäre regellos zerstreut sind, eine sehr geringe Wahrscheinlichkeit hat, eine um so geringere, je heller die Sterne sind, und je näher sie stehen. So hat man gefunden, daß bis zu etwa 2″ Distanz kein einziger optischer Doppelstern heller als 8. Größe am Himmel vorkommen wird, zwischen 2″ und 4″ Abstand erst einer, zwischen 12″ und 16″ erst fünf. Die Beobachtung hat nun aber in diesen Grenzen schon viele Hunderte von Doppelsternen kennen gelehrt; es läßt sich also annehmen, daß dieselben zum weitaus größten Teile wirklich physisch verbunden sind. Einen anderen Wahrscheinlichkeitsbeweis liefern die Eigenbewegungen. Viele der helleren Doppelsterne verändern ihren Ort an der Sphäre mit merklicher Geschwindigkeit; ist nun die Bewegung für Hauptstern und Begleiter gleich oder doch nahezu gleich, so wird man auch hieraus auf eine physische Verbindung schließen dürfen.

Waren bis zu Chr. Mayer nur einige wenige der hellsten Doppelsterne aufgefunden worden — der erste, ζ Ursae majoris, war schon Riccioli um die Mitte des siebzehnten Jahrhunderts bekannt —, und hatte der Mannheimer Astronom diese Zahl nur auf 89 gebracht, so vermehrten Herschels Entdeckungen sie um fast 800. Er zählte sie aber nicht nur, sondern maß sie auch mikrometrisch, während noch Mayer nur Rektaszensions- und Deklinationsdifferenzen am Meridianinstrumente beobachtet hatte. Diese Messungen befähigten Herschel, 1804 der Royal Society über 50 Paare als physische Doppelsterne anzukündigen.

Doch auch Herschels Arbeiten wurden, so bedeutungsvoll sie waren, durch die von W. Struve in Dorpat bald übertroffen. Kurze Zeit nachdem

Herschel seine dritte und letzte Reihe bekannt gemacht hatte, begann Struve mit dem neuen Dorpater Refraktor eine planmäßige Aufsuchung und Ausmessung aller zwischen dem Nordpol und -15^0 Deklination gelegenen Doppelsterne, deren Komponenten weniger als 32″ voneinander entfernt waren. Die Frucht seiner Bemühungen, welche die Zeit von 1824 bis 1837 in Anspruch nahmen, waren die „Mensurae micrometricae", das Fundamentalwerk der Doppelsternastronomie, welches für alle späteren Untersuchungen als Basis gedient hat. Die Mensurae enthalten die Messungen der Paare selbst — fast 11 000 Beobachtungen von etwa 2700 Paaren — nebst wertvollen allgemeinen Untersuchungen und Beobachtungen der Größen und Farben der Komponenten; ein zweites, fast gleich bedeutendes Werk, die 1852 erschienenen „Positiones mediae", gibt die genauen Örter der Hauptsterne sowie zahlreicher einfacher Sterne, also die Grundlagen für spätere Untersuchungen über Eigenbewegungen.

Auf W. Herschel und W. Struve fußt in bezug auf die Doppelsterne die neuere Zeit. Fast gleichzeitig mit letzterem und nicht weniger eifrig und erfolgreich widmete sich der Sohn Wilhelm Herschels, John Herschel, den Doppelsternen; das beste Zeugnis seines rastlosen Eifers geben die sechs Kataloge nördlicher Doppelsterne, besonders aber der große Katalog südlicher, welche zusammen nicht weniger als 6600 solcher Objekte enthalten (4500 davon am nördlichen, 2100 am südlichen Himmel), von denen die meisten von J. Herschel entdeckt und, wenn auch nur genähert, gemessen wurden. Auch der Sohn Wilhelm Struves, Otto Struve, hat im Sinne seines Vaters dessen Arbeiten über Doppelsterne fortgeführt.

Die Doppelsterne sind seit Herschel und Struve ein besonders gepflegtes Gebiet der Astronomie geworden: Mädler, Dawes, Dembowski, Dunér, Engelmann, Schiaparelli, Asaph Hall u. a. haben hier durch sorgfältige Messung und zahlreiche Entdeckungen gewirkt. Unter den neueren Erforschern der Doppelsterne sind Burnham, Aitken, Hussey, Lohse, See, Lewis, Doolittle, Jonckheere und Innes zu nennen. Burnham hat teils mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte, teils mit anderen Instrumenten über 1300 Doppelsterne entdeckt. Aber nicht nur durch seine Beobachtungen hat er die Kenntnis der Doppelsterne gefördert, sondern auch durch die Herausgabe eines „General Catalogue of Double Stars", welcher alle zur Zeit seines Erscheinens (1906) bekannten Doppelsterne vom Nordpol bis -31^0 Deklination — im ganzen 13 665 Objekte — enthält nebst ausführlichen Angaben über die an den einzelnen Systemen angestellten Messungen, die Bahnbewegungen usw. Neben Burnham verdienen noch vor allen Aitken und Hussey genannt zu werden, welche auf dem Lick-Observatorium 1899 eine systematische Untersuchung aller Sterne der Bonner Durchmusterung bis zur Größe 9.0 unternommen haben, um unter diesen alle Doppelsterne aufzufinden. Diese große, seit 1905 von Aitken allein fortgeführte Arbeit ist 1915 vollendet worden

und hat zur Entdeckung von ungefähr 4300 neuen Doppelsternen geführt, von denen etwa 3000 auf Aitkens Anteil fallen.

Die Messungen der Doppelsterne werden in der Regel mit dem Fadenmikrometer ausgeführt. Wie wir aber bereits in dem Kapitel „Die Photographie" erwähnt haben, hat man neuerdings auch durch photographische Aufnahmen von Doppelsternen und nachherige Ausmessung der Platten außerordentlich genaue Resultate erzielt, doch versagt diese Methode bei ganz engen Systemen.

Bei der Vergleichung sehr genauer visueller Messungsreihen von Doppelsternen stellten sich eigentümliche Unterschiede zwischen den Resultaten verschiedener Beobachter heraus, die weit größer waren, als erwartet werden konnte, und eine Art von „persönlicher Gleichung" (vgl. S. 154) verrieten. Diese systematischen Fehler, die hauptsächlich physiologischen und instrumentellen Ursprungs sind, hat man zum Gegenstande eingehender Studien gemacht. Ihre Ermittlung und Berücksichtigung ist gerade bei den Doppelsternen von besonderer Bedeutung; denn die Bahnen, die diese beschreiben, erscheinen dem irdischen Beobachter so klein, daß schon sehr geringe Messungsfehler einen höchst bedeutenden Einfluß auf die Bahnbestimmung haben. Indem man bei den Doppelsternmessungen ein sogenanntes „Reversionsprisma" anwendet, durch welches die beiden Komponenten scheinbar in jeden beliebigen Positionswinkel gebracht werden können, sucht man wenigstens den Einfluß der systematischen Messungsfehler auf die Positionswinkel unschädlich zu machen.

Als die Beobachtungen aus dem Anfange des vorigen Jahrhunderts eine deutliche Bahnbewegung bei mehreren Doppelsternen anzeigten, mußte die Frage nach der Art dieser Bewegung entstehen. Daß das Newtonsche Attraktionsgesetz auch in jenen fernen Systemen gilt, konnte zwar nicht ernsthaft bezweifelt werden, falls es wirklich der Ausdruck eines allgemeinen Naturgesetzes ist, und jede der Methoden zur Bestimmung von Doppelsternbahnen, die seit Savary (1827), Encke (1830) und J. Herschel (1832) ersonnen wurden, hat es daher als Prinzip zugrunde gelegt; immerhin mußte man wünschen, praktisch den Beweis seiner Gültigkeit beigebracht zu sehen. Seit jener Zeit hat es nun in allen Fällen seine Bestätigung erfahren, und Tisserand hat bewiesen, daß nur das Newtonsche Gravitationsgesetz die Bewegungen der Doppelsterne erklären kann. Allerdings werden bei diesem Beweise einige Voraussetzungen gemacht, die zwar fast selbstverständlich, aber doch nicht streng erwiesen sind. Auch muß bedacht werden, daß die Messungen der Doppelsterne im Verhältnis zur Größe der scheinbaren Bahn häufig ziemlich ungenau sind, so daß kleine Abweichungen von der Bewegung nach dem Newtonschen Gesetze leicht unbemerkt bleiben könnten.

Die Bestimmung der Bahn eines Doppelsternes erfordert, wie die einer Bahn im Sonnensystem, die Ermittlung einer gewissen Zahl konstanter Größen,

der Elemente der Bahn; indessen nimmt die Aufgabe hier eine andere Form an als dort. Betrachten wir zunächst die absolute Bahnbewegung eines Doppelsternpaares um seinen gemeinschaftlichen Schwerpunkt, so weicht dieselbe von der elliptischen Bewegung eines Planeten um den Schwerpunkt des Sonnensystems darin ab, daß die Massen der Komponenten des Doppelsternes weit weniger voneinander verschieden sind, als die Massen der Sonne und eines jeden ihrer Planeten; der Schwerpunkt kann demnach bei jenen weit außerhalb des einen (Haupt-) Körpers liegen, und jeder der beiden Sterne wird um den gemeinsamen Schwerpunkt eine Ellipse beschreiben. Die Lage dieses Schwerpunktes hängt von dem Verhältnisse der beiden Massen zueinander ab; da wir aber diese Massen und daher auch die Lage des Schwerpunktes nicht kennen, so nehmen wir den helleren Stern als ruhend an und betrachten die relative elliptische Bahn des Begleiters um jenen. Diese Bahn ist der um den Schwerpunkt beschriebenen ähnlich.

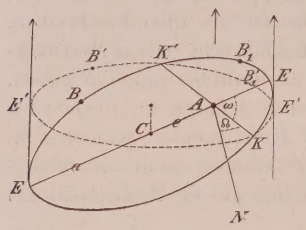


Fig. 204.

Die von uns wahrgenommene Bahn-Ellipse entsteht nun offenbar durch die Projektion der wahren Ellipse im Raume auf die Sphäre. Es sei A (Fig. 204) der Brennpunkt der wahren Ellipse EE, in welchem der ruhend gedachte Hauptstern steht. Legen wir senkrecht zur Gesichtslinie von der Erde nach dem Sterne, die durch die Richtung der Pfeile angedeutet ist, durch A eine Ebene, so wird $E'E'$ die scheinbare oder Projektionsellipse sein; die Mittelpunkte (C) beider Ellipsen fallen in gleiche Richtung, die Brennpunkte aber im allgemeinen nicht. B, B_1, ... seien Örter des Begleiters zu verschiedenen Zeiten und B', B' . . . . deren Projektionen in der scheinbaren Ellipse; in der Richtung nach N liege der Nullpunkt der Zählung der Positionswinkel, NA sei also die Richtung eines Stundenkreises. Aus den beobachteten Abständen oder projizierten Radii vectores AB', AB_1' . . . . und den Positionswinkeln, welche dieselben mit AN einschließen, muß nun zuerst die scheinbare Ellipse und aus dieser dann die wahre Ellipse gefunden werden.

Die Elemente der letzteren sind, ähnlich wie bei einer Bahn im Sonnensystem, die, welche die Lage der Bahn im Raume und die, welche ihre Form und Größe bestimmen; erstere sind: die Länge des Knotens Ω oder der Positionswinkel der Richtung KK', in welcher sich wahre und scheinbare Ellipse schneiden, ferner der Abstand ω des Periastrons[1]) vom Knoten, wie im Sonnensystem in der Bahn und in der Richtung der Bewegung gezählt, endlich die Neigung i der wahren gegen die scheinbare Ellipse; letztere sind: die Exzentrizität e, die Umlaufszeit U in Jahren, die halbe große Achse a in Bogen-

[1]) Das Periastron ist der dem Hauptsterne nächstgelegene Endpunkt der großen Achse der wahren Ellipse; es entspricht dem Perihel der Planetenbahnen.

sekunden. Endlich ist noch die Epoche T des Periastrondurchganges anzugeben. Die Bewegung nennt man rechtläufig (direkt) oder rückläufig (retrograd), je nachdem sie im Sinne der Zählung der Positionswinkel, also von Norden durch Osten, Süden, Westen, oder umgekehrt erfolgt. Übrigens ist es klar, daß wir nicht wissen können, ob K der aufsteigende oder der absteigende Knoten ist, da z. B. das in der Fig. 204 rechts gezeichnete Stück der wahren Ellipse ebensowohl oberhalb als unterhalb der scheinbaren liegen kann[1]); Ω ist daher um 180° unbestimmt und wird nach Übereinkommen immer kleiner als 180° angegeben. Beträgt die Neigung nahe 90°, so wird sich der Begleiter in gerader Linie zu bewegen scheinen (42 Comae Berenices und γ Lupi). Umlaufszeit und halbe große Achse sind bei den Doppelsternen, deren Massen unbekannt sind, voneinander unabhängig; wir haben also hier ein Element mehr zu bestimmen als bei den Planetenbahnen. Andererseits wird aber die Aufgabe der Bahnbestimmung wesentlich dadurch vereinfacht, daß die Doppelsterne in so großer Entfernung stehen, daß die Ortsveränderung der Erde ohne Einfluß auf die scheinbare Bahnbewegung ist.

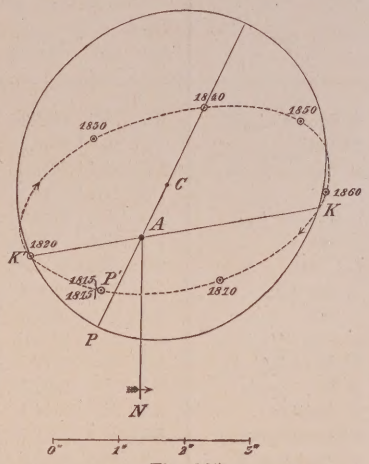


Fig. 205.

Fig. 205 stellt die wahre und die scheinbare Bahn des zuerst berechneten Doppelsternes ξ Ursae majoris dar. In A steht der Hauptstern; durch die kleinen Kreise sind die Örter des Begleiters für 1815, 1820, 1830 bis 1875 in der gestrichelten scheinbaren Ellipse angedeutet; P ist die Lage des wahren Periastrons, P' dessen Projektion in der scheinbaren Ellipse, KK' die Lage der Knotenlinie, N die Lage des Nullpunktes. Die Bewegung ist rückläufig.

Die Zahl derjenigen unter den Doppelsternen, bei denen sich eine Bahnbewegung schon hat feststellen lassen, ist ziemlich gering. So ist dies nach Burnham nur bei wenig über 300 Doppelsternen seines 13 665 Objekte enthaltenden Generalkatalogs der Fall, wobei noch manche zweifelhafte Fälle mitgezählt sind. Größer ist die Anzahl der Doppelsterne, welche sich durch gemeinschaftliche Eigenbewegung beider Komponenten als physische Systeme zu erkennen geben (bei Burnham beinahe 600). Für über 100 Doppelsterne sind schon Bahnen gerechnet worden, aber sehr viele hiervon sind außerordentlich unsicher. In der Tat ist für Doppelsterne mit mehr als 150 Jahren

[1]) Erst durch die spektrographische Beobachtung der Radialgeschwindigkeiten ist es möglich geworden, den aufsteigenden Knoten vom absteigenden zu unterscheiden.

Umlaufszeit eine einigermaßen genaue Bahnbestimmung noch nicht möglich, da erst ein zu kleiner Teil ihrer ganzen Bahn beobachtet worden ist. In der folgenden Tabelle, welche nach einem von Aitken veröffentlichten, aber hier bis auf die neueste Zeit ergänzten Verzeichnis eine Übersicht über die berechneten Bahnen gibt, beschränken wir uns daher auf Doppelsterne von weniger als 120 Jahren Umlaufszeit. Aber auch von diesen sind diejenigen weggelassen worden, deren Bahnelemente noch kein Vertrauen verdienen. In der zweiten Kolumne ist angegeben, welcher Spektralklasse der Hauptstern eines jeden Systems angehört.

Berechnete Doppelsternbahnen.

Stern	Spektrum	U	T	a	e	i	Ω	ω	Richtung der Bewegung	Berechner
		a		"		°	°	°		
δ Equulei A, B	F5	5.7	1901.3	0.27	0.39	81	21	165	R	Aitken
13 Ceti	F0	6.9	1905.3	0.24	0.72	53	39	67	D	„
$\varkappa$ Pegasi, A, B	F5	11.4	1897.8	0.29	0.49	78	109	106	R	Lewis
A 88	F8	12.1	1910.1	0.18	0.27	62	2	270	R	Aitken
ε Hydrae A, B	F8	15.3	1901.0	0.23	0.65	50	104	270	D	„
β 883	F5	16.6	1907.0	0.19	0.44	9	34	190	D	„
$O\Sigma$ 341	G0	19.8	1917.8	0.30	0.96	78	104	149	D	„
ζ Sagittarii	A2	21.2	1900.4	0.56	0.18	69	76	1	R	„
β 612	F2	23.0	1907.2	0.22	0.52	50	34	358	D	„
9 Argus (β 101)	G0	23.3	1892.6	0.69	0.75	80	100	75	D	„
83 Aquarii (A 417)	A0	23.8	1917.7	0.24	0.40	56	22	261	D	„
β 395	K0	25.0	1899.5	0.66	0.17	76	113	153	D	„
ζ Sagittae	A2	25.2	1914.1	0.32	0.85	78	5	65	R	Van Biesbroeck
42 Comae Ber.	F5	25.9	1911.7	0.67	0.52	90	13	279	—	Russell
85 Pegasi A, B	G0	26.3	1883.5	0.82	0.46	53	116	266	D	Bowyer u. Furner
β Delphini A, B	F5	26.8	1883.0	0.48	0.35	62	179	351	D	Aitken
β 1185	G0	28.9	1917.8	0.23	0.19	77	22	310	R	„
β 524	F0	33.3	1895.0	0.16	0.60	34	127	325	R	„
Σ 3121	K0	34.0	1878.3	0.67	0.33	75	28	128	D	See
ζ Herculis	G0	34.5	1898.8	1.35	0.46	48	52	113	R	Comstock
β 1266	F5	36.0	1911.4	0.24	0.24	62	59	163	R	Aitken
α Canis minoris	F5	39.0	1886.5	4.05	0.32	14	151	37	D	L. Boss
β 1111	A0	40.5	1918.4	0.24	0.24	41	44	144	D	Aitken
β 416	K5	41.5	1891.4	1.86	0.55	49	131	64	R	Voûte
η Coronae borealis	G0	41.6	1892.3	0.89	0.27	58	25	218	D	Lohse
μ^1 Herculis B, C	Mb	43.2	1880.2	1.30	0.20	63	61	182	D	Aitken
ξ Scorpii A, B	F8	44.7	1905.4	0.72	0.75	29	27	344	D	„
Σ 2173	G0	46.0	1915.2	1.06	0.18	81	154	322	R	„
β 581	G5	46.5	1909.4	0.53	0.40	59	116	282	D	„
Krüger 60	Ma	46.6	1928.1	2.55	0.33	30	139	157	R	Pavel u. Bernewitz
τ Cygni	F0	47.0	1889.6	0.91	0.22	43	150	105	R	Aitken

Stern	Spektrum	U	T	a	e	i	Ω	ω	Richtung der Bewegung	Berechner
		a		"		°	°	°		
$O\Sigma$ 269	A5	48.8	1882.8	0.32	0.36	71	46	33	D	See
α Canis majoris	A0	50.0	1894.1	7.57	0.59	43	43	146	R	Aitken
β 513	A2	53.0	1905.6	0.61	0.35	36	81	6	D	See
99 Herculis	F8	53.5	1887.8	1.11	0.76	38	75	94	D	Lohse
γ Andromedae B, C	A0	55.0	1892.0	0.35	0.82	77	114	201	R	Hussey
$O\Sigma$ 298	K0	56.7	1882.9	0.88	0.58	66	2	22	D	Celoria
β 648	G0	56.9	1911.8	1.25	0.23	66	51	294	R	Van den Bos
ζ Cancri A, B	G0	57.9	1870.2	0.87	0.33	0	—	—	R	Schnauder
Secchi 2	G5	58.0	1894.0	0.40	0.50	68	90	0	R	Russell
ξ Ursae majoris	G0	59.8	1875.8	2.51	0.41	53	101	129	R	Nörlund
$O\Sigma$ 235	F5	71.9	1909.0	0.78	0.40	44	78	135	D	Aitken
8 Sextantis	A2	72.8	1880.5	0.41	0.60	37	18	227	R	Schroeter
$O\Sigma$ 234	F5	77.0	1880.1	0.35	0.30	51	158	207	D	See
α Centauri	G5	78.8	1875.7	17.65	0.51	79	25	52	D	Lohse
$O\Sigma$ 400	G5	81.0	1888.2	0.47	0.46	60	157	7	R	Burnham
β 552	F5	86.0	1886.4	0.56	0.51	39	146	310	D	Aitken
70 Ophiuchi	K0	87.7	1896.0	4.50	0.50	59	122	167	R	Pavel
γ Coronae borealis	A0	87.8	1841.5	0.73	0.42	84	111	99	R	Lewis
$O\Sigma$ 285	F5	88.5	1882.6	0.33	0.55	26	42	222	R	Jackson
55 Tauri ($O\Sigma$ 79)	G0	88.9	1897.8	0.57	0.62	56	66	130	D	Aitken
β 80	G0	95.2	1905.0	0.72	0.77	23	6	98	D	„
ε Equulei	F5	97.4	1922.2	0.61	0.72	86	107	0	R	Russell
Σ 3062	G5	105.6	1836.1	1.44	0.47	46	37	99	D	Doberck
φ Urs.maj.($O\Sigma$208)	A2	110.1	1883.6	0.32	0.47	32	125	44	D	Jackson
ω Leonis (Σ 1356)	G0	116.7	1840.8	0.84	0.56	66	144	122	D	Doberck

Über die Benennung der Doppelsterne ist zu bemerken, daß man sie, soweit sie nicht bereits einen anderen Namen haben, durch den Namen des Entdeckers und die Nummer bezeichnet, welche sie in dem von dem Entdecker aufgestellten Verzeichnisse tragen. Für die Namen der Entdecker hat man Abkürzungen eingeführt; so bedeutet Σ Wilhelm Struve, $O\Sigma$ Otto Struve, β Burnham, A Aitken. Bei mehrfachen Systemen (siehe S. 594) bezeichnet man die einzelnen Komponenten, um sie voneinander zu unterscheiden, mit $A, B, C \ldots$ Diejenigen Doppelsterne, bei denen der Begleiter sich direkt bewegt, sind in der vorletzten Kolumne der Tabelle durch ein D, die retrograden durch ein R gekennzeichnet. Bei 42 Comae Berenices ist die Bewegungsrichtung unentschieden, da die scheinbare Bahn dieses Systems, wie schon erwähnt, eine gerade Linie ist. Bei ζ Cancri ist die Neigung gleich Null, d. h. wir blicken senkrecht auf die Bahn; in diesem Falle wird die Lage des Knotens unbestimmt. Auffällig ist bei den meisten Bahnen die starke Exzentrizität.

Über die wahren Dimensionen der Bahnen der Doppelsterne wissen wir

zunächst ebenso wenig wie über ihre Massen; um hierüber etwas aussagen zu können, brauchen wir die Kenntnis ihrer Entfernungen von unserem Sonnensystem, also die Kenntnis der Parallaxen, und diese sind, wie wir früher sahen, nur für verhältnismäßig wenige Sterne mit hinreichender Sicherheit bekannt. Unter diesen befinden sich, wenn wir uns auf die Sterne beschränken, deren Parallaxen mehr als 0″.1 betragen und außerdem bereits mit größerer Genauigkeit bestimmt sind, neun Doppelsterne, für welche wir einigermaßen zuverlässige Bahnelemente besitzen. Die folgende Tabelle gibt für diese Systeme die Parallaxe p, die Periode U in Jahren, die halbe große Achse der Bahn in Bogensekunden α und in Erdhalbmessern a und endlich die Gesamtmasse M[1]) in Einheiten der Sonnenmasse.

Stern	Spektr.	p	U	α	a	M
		″	a	″		
α Centauri	G5	0.76	78.8	17.65	23.2	2.0
α Canis majoris	A0	0.37	50.0	7.57	20.5	3.4
α Canis minoris	F5	0.31	39.0	4.05	13.1	1.5
Krüger 60	Mb	0.27	46.6	2.55	9.4	0.4
70 Ophiuchi	K0	0.20	87.7	4.50	22.5	1.5
ξ Ursae majoris	G0	0.16	59.8	2.51	15.7	1.1
β 648	G0	0.127	56.9	1.25	9.8	0.3
ζ Herculis	G0	0.107	34.5	1.35	12.6	1.7
μ^1 Herculis	Mb	0.106	43.2	1.30	12.3	1.0

Die für die Dimensionen und Massen der Systeme erhaltenen Werte sind infolge der Unsicherheit der Größen, aus denen sie bestimmt sind, zum Teil noch ziemlich ungenau. Die Massen der Systeme sind von derselben Größenordnung wie die Masse der Sonne. Es zeigt sich ferner, daß keines der Systeme eine größere Ausdehnung hat als unser Sonnensystem, in welchem die beiden äußersten Planeten, Neptun und Uranus, 30 bzw. 19 Erdbahnhalbmesser vom Zentralkörper entfernt sind. Es gibt aber Doppelsterne, deren Komponenten sich in weit größeren Entfernungen umeinander bewegen, als die äußersten Planeten um die Sonne.

Aus der Gesamtmasse des Systems die Massen der beiden Einzelkörper zu bestimmen, ist ohne weiteres nicht möglich. Ein Weg hierzu bietet sich aber dar, wenn man nicht nur die relative Bewegung der Komponenten umeinander, sondern auch die absolute Bewegung einer der Komponenten kennt, wie sie aus Meridianbeobachtungen oder aus mikrometrischen Anschlüssen an benachbarte, unbewegliche Sterne sich ableiten läßt. Man kann alsdann das Verhältnis der Abstände beider Komponenten vom Schwer-

[1]) Nach dem dritten Keplerschen Gesetze ist $a = M^{1/3} U^{2/3}$, oder da $a = \frac{\alpha}{p}$, so folgt die Masse $M = \frac{\alpha^3}{p^3 U^2}$.

punkt des Systems und damit auch das Massenverhältnis berechnen; aus diesem und dem Werte der Gesamtmasse ergeben sich dann sofort die Werte der Einzelmassen. Derartige Untersuchungen sind für die meisten der oben angeführten Sterne angestellt worden. Wir legen hier unter Fortlassung einiger unsicherer Fälle die von Boss angenommenen Werte der Massenverhältnisse in diesen Systemen zugrunde (nur bei Krüger 60 den von Pavel und Bernewitz, bei 70 Ophiuchi den von Comstock ermittelten Wert) und erhalten damit die folgenden Massen m_1 und m_2 der helleren und der schwächeren Komponente, deren Helligkeiten in Größenklassen wir gleichfalls mit anführen.

Stern	Größe		m_1	m_2
α Centauri	0.3	1.7	1.1	0.9
α Canis majoris	— 1.6	8	2.4	1.0
Krüger 60	9.3	10.8	0.20	0.18
α Canis minoris	0.5	13.5	1.1	0.4
70 Ophiuchi	4.1	6.1	0.8	0.7
ξ Ursae majoris	4.4	4.9	0.55	0.55
ζ Herculis	3.0	6.5	1.2	0.5

Die Tabelle zeigt, daß die Massen durchaus nicht in demselben Verhältnis stehen wie die Helligkeiten, daß vielmehr die Masse der lichtschwächeren Komponente durchweg größer ist, als man es dem Helligkeitsverhältnis nach erwarten sollte; sehr auffällig ist dies bei Sirius. Diese Erscheinung findet sich auch bei anderen Systemen, für die man das Massenverhältnis (meist freilich nur recht ungenau) hat berechnen können. Nach L. Boss gibt es aber bisher keinen Fall (außer vielleicht 85 Pegasi), in welchem man mit großer Wahrscheinlichkeit behaupten kann, daß die lichtschwächere Komponente eine größere Masse habe als die hellere; früher nahm man an, daß dies häufig vorkomme.

Ganz besonderes Interesse bietet die Geschichte der Erforschung von zwei Doppelsternsystemen, nämlich dem des Sirius und dem des Procyon. Frühere Beobachter dieser Sterne hatten die Duplizität derselben nicht erkannt; aber schon im Jahre 1844 kündigte Bessel der astronomischen Welt an, die Sterne Procyon und Sirius seien vermutlich Doppelsterne, von denen uns aber nur die eine Komponente sichtbar sei. Aus der Vergleichung zahlreicher genauer Meridianbeobachtungen hatte er nämlich gefunden, daß die Eigenbewegung dieser beiden Sterne nicht gleichförmig, sondern veränderlich ist, und er zeigte nun, daß sich diese Veränderlichkeit am einfachsten aus der Einwirkung beträchtlicher dunkler Massen erklären lasse, die dem Procyon und dem Sirius relativ sehr nahe ständen. Das Neue und Überraschende dieser Annahme brachte ihr anfangs viele Gegner, wenngleich Bessel schon vollkommen richtig erklärt hatte, es sei durchaus kein Grund vorhanden, das Leuchten für eine wesentliche Eigenschaft der Materie zu halten.

Nach seinem Tode gelang es auch in der Tat C. A. F. Peters, die Richtigkeit der Besselschen Ansicht nachzuweisen und die ersten Bahnelemente des Sirius abzuleiten; ihre direkte Bestätigung fand sie in der optischen Entdeckung des Begleiters als eines Sternchens 8. bis 9. Größe, das nur infolge der großen Helligkeit des nahestehenden Sirius schwierig zu sehen war, durch A. G. Clark in Cambridge (Mass.) im Januar 1862. Auwers fand, daß die Ellipse, die der Sirius um den Schwerpunkt des aus ihm und seinem Begleiter bestehenden Systems beschreibt, eine halbe große Achse von 2″.4 besitzt. In der Tabelle der Doppelsternbahnen haben wir nicht die Elemente dieser Ellipse, sondern die der relativen Bahn des Begleiters um den Hauptkörper gegeben. Beide Bahnen stimmen natürlich in allen Elementen außer der großen Achse und dem Abstande des Periastrons vom Knoten, der in beiden um 180° verschieden ist, überein.

Auch für Procyon hat Auwers eine Bahnbestimmung unternommen. Er fand, daß die Meridianbeobachtungen dieses Sternes sich darstellen ließen, wenn man annahm, daß er einerseits eine gleichförmige Eigenbewegung, andererseits eine Bewegung um eine mittlere Lage in einem Kreise von 1″ Radius und mit einer Periode von 40 Jahren besäße (L. Struve fand später 0″.74 als Radius dieses Kreises). Der Begleiter, durch dessen Anziehung diese letztere Bewegung hervorgerufen wird, hat sich lange Zeit allen Nachforschungen, die nach ihm mit den mächtigsten Instrumenten angestellt wurden, entzogen. Erst im Jahre 1896 gelang es Schaeberle, mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte in einer Distanz von 4½″ vom Procyon ein Sternchen 13. Größe aufzufinden, das mit dem gesuchten Begleiter identisch ist.

Die Existenz eines uns nicht sichtbaren Körpers hat sich auch in dem System ξ Ursae majoris verraten, dessen Elemente, Dimensionen und Massenverhältnisse oben gegeben sind. Nörlund fand nämlich bei der Untersuchung der Bahn dieses Doppelsternes, daß die Bewegung der schwächeren Komponente um die hellere Abweichungen von einer elliptischen Bahn zeigt, und daß diese Abweichungen eine Periode von 1.8 Jahren besitzen. Wright hat darauf nachgewiesen, daß die hellere Komponente ein spektroskopischer Doppelstern von 1.8 Jahren Umlaufszeit ist. Die Störungen der schwächeren Komponente lassen sich durch diese Tatsache vollkommen erklären. Photographische Messungen von Hertzsprung in Potsdam bestätigen ebenfalls die Richtigkeit von Nörlunds Entdeckung.

Bei 70 Ophiuchi und α Geminorum zeigen sich gleichfalls Störungen der Bahnbewegung, deren Realität aber wohl noch nicht völlig sichergestellt ist. Auch ζ Herculis, dessen Elemente in der Tabelle gegeben sind, scheint Bewegungsanomalien zu zeigen, die Lewis durch Annahme der Duplizität des Hauptsternes zu erklären suchte. Nach Comstock ist es indessen recht wohl möglich, daß in diesem Falle die vermeintlichen Störungen uns nur durch systema-

tische Beobachtungsfehler vorgetäuscht werden, so daß ein dritter Körper in diesem System nicht angenommen zu werden braucht.

Von den genannten Sternen ist also nur ξ Ursae majoris sicher ein dreifacher Stern, dessen dritte Komponente aber nicht gesehen werden kann. Es ist nun aber auch eine große Zahl von drei- und mehrfachen Sternen bekannt, bei welchen alle Komponenten sichtbar sind. Der bekannteste vielfache Stern ist das sogenannte Trapez im Orionnebel. Auch unsere Tabelle der Doppelsternbahnen enthält einige Beispiele für solche mehrfache Systeme, bei denen man die relative Bahn zweier Komponenten hat bestimmen können, z. B. ε Hydrae und ζ Cancri. Nach einer Schätzung von Aitken sind etwa vier bis fünf Prozent der visuellen Doppelsterne drei- oder vierfache Systeme. Bei den dreifachen Systemen stehen in der Regel zwei Komponenten sehr nahe beieinander, während die dritte relativ weit von den beiden anderen entfernt ist.

Die dreifachen Sterne bieten der mathematischen Analyse besonders interessante Probleme dar, da bei ihnen das mathematisch noch nicht gelöste „Problem der drei Körper" in natura vorliegt. Indessen sind die Bewegungen meist sehr langsam, und so ist unsere Kenntnis von den dreifachen Systemen noch sehr beschränkt. Seeliger hat das System ζ Cancri einer Untersuchung unterzogen, die zu höchst bemerkenswerten Ergebnissen geführt hat. Die Komponenten A und B stehen einander sehr nahe und beschreiben in 58 Jahren einen Umlauf umeinander, ohne daß man in ihrer Bewegung Störungen durch die Anziehung der $5\frac{1}{2}''$ entfernten Komponente C nachweisen kann. Letztere bewegt sich in der angegebenen Entfernung mit einer Umlaufszeit von etwa 730 Jahren um die Mitte von A und B, beschreibt aber gleichzeitig während dieser Bewegung eine Bahn von 0.″16 Radius und 17 Jahren Periode um eine mittlere Lage. Diese Anomalie in der Bewegung von C führte schon O. Struve zu der Vermutung, daß diese Komponente einen äußerst nahen, unsichtbaren Begleiter besitzt, der nur durch seine Störungen bemerkbar wird. Durch die Untersuchungen Seeligers ist diese Vermutung zur Gewißheit geworden. Die obigen Zahlenangaben sind einer neuen Untersuchung des Systems durch Schnauder entnommen.

Außer Verbindungen zu zwei, drei und mehr einzelnen Sternen kennen wir auch eine Anzahl von Doppelsterngruppen, Paare, die auf relativ engem Raume am Himmel einander nahe stehen. Das bekannteste System ist das schon erwähnte von ε und 5 Lyrae, Ein anderer, sehr merkwürdiger Komplex von sogar fünf Paaren besteht aus Σ 950, 951, 952, 3117, 3118; der Hauptstern des ersten Paares ist der Veränderliche S Monocerotis.

Es läßt sich kaum bezweifeln, daß auch derartige Doppelsternkombinationen im allgemeinen nicht nur optisch, sondern auch räumlich einander nahe stehen. Voraussichtlich wird es aber noch Jahrhunderte dauern, bis man über die Bewegungsverhältnisse in diesen Systemen wird Aufschluß erhalten können.

Interessante statistische Untersuchungen über die Doppelsterne hat neuerdings Aitken veröffentlicht. Er definiert zunächst den Begriff „Doppelstern" schärfer, als dies vor ihm geschehen war. Bei dieser Definition muß man nämlich nicht nur den scheinbaren Abstand der beiden Komponenten in Betracht ziehen, sondern auch ihre Helligkeit, denn es ist klar, daß, wenn z. B. zwei Sterne zweiter Größe um 20″ voneinander entfernt stehen, man mit sehr großer Wahrscheinlichkeit auf ihre physische Zusammengehörigkeit schließen darf, während dieser Schluß bei zwei Sternen zehnter Größe in gleichem scheinbaren Abstande nicht mehr erlaubt ist. Es sei $\triangle$ die scheinbare Distanz beider Komponenten, m ihre vereinte Helligkeit in Größenklassen, so bezeichnet Aitken ein Sternpaar nur dann als Doppelstern, wenn

für m	schwächer als	Größe	11.0		$\triangle <$	1″ ist
„ „	zwischen	Größe	9.0	u. 11.0	$<$	3″
„ „	„	„	6.0	„ 9.0	$<$	5″
„ „	„	„	4.0	„ 6.0	$<$	10″
„ „	„	„	2.0	„ 4.0	$<$	20″
„ „	heller als	Größe	2.0		$<$	40″.

Sternpaare, die diesen Bedingungen nicht genügen, rechnet Aitken nur dann zu den Doppelsternen, wenn Bahnbewegung oder wenigstens gemeinsame Eigenbewegung nachweisbar ist, oder wenn es sich um Sterne in geringer Entfernung von uns handelt.

Man kennt nach Aitken an der nördlichen Halbkugel des Himmels 5400 Doppelsterne, welche diesen Bedingungen entsprechen, und die heller sind als von der Größe 9.0. Hiernach ist ungefähr jeder achtzehnte Stern (bis zur Größe 9.0) ein Doppelstern im oben definierten Sinne, dessen Komponenten im großen Refraktor der Lick-Sternwarte getrennt gesehen werden können. Der Prozentsatz der Doppelsterne ist in der Milchstraße und in ihrer Nähe etwas größer als in weiterem Abstand von ihr; ferner sind unter den helleren Sternen die Doppelsterne prozentual häufiger als unter den schwächeren. Für eine bestimmte Größenklasse nimmt die Zahl der Doppelsterne mit wachsender scheinbarer Distanz der Komponenten ab, d. h., wenn man annimmt, daß Sterne derselben Helligkeit durchschnittlich gleich weit von uns entfernt sind, so sind Systeme mit engen Bahnen häufiger als solche mit weiten.

Für 3919 unter den 5400 Doppelsternen ist das Spektrum der helleren Komponente bzw., wenn beide Komponenten nahe gleich hell sind, das Gesamtspektrum beider bekannt. Von diesen Sternen gehören an:

den Spektralklassen	O	bis	B 8		157
„ „	B 9	„	A 3		1251
„ „	A 5	„	F 2		532
„ „	F 5	„	G 0		1093
„ „	G 5	„	K 2		837
„ „	K 5	„	Mb		49.

Visuelle Doppelsterne der Heliumklasse, sowie solche der Klassen K und M sind hiernach, verglichen mit der Gesamtzahl der Sterne dieser Klassen, relativ selten.

Die Lage der Bahnebenen der Doppelsterne im Raume zeigt, soweit man dies bisher beurteilen kann, keine deutliche Gesetzmäßigkeit. Auch die Richtung der Bewegung der Doppelsternsysteme im Raume scheint nach Luplau-Janssen in keiner Beziehung zur Lage der Bahnebene zu stehen.

Hinsichtlich der Farben der Doppelsterne ist zu bemerken, daß sich dieselben von den Farben der anderen Sterne nicht unterscheiden, daß sie aber durch Kontrastwirkung oft intensiver erscheinen, als sie wirklich sind. Wenn z. B. die Komponenten der ersten und der zweiten Spektralklasse angehören, so erscheinen sie unter Umständen ausgesprochen blau und rot. Eine Regel über die Zugehörigkeit der Komponenten zu bestimmten Spektralklassen hat sich erst kürzlich feststellen lassen. Es scheint nämlich, als ob meist die schwächeren (und daher weniger massigen) Komponenten der Systeme in ihrer Entwicklung (die hier entsprechend der Russellschen Theorie angenommen wird) weiter vorgeschritten sind als die helleren; bei Riesensternen gehört also die schwächere Komponente in der Regel einem „früheren", bei Zwergsternen einem „späteren" Spektraltypus an.

Die Ermittelung der Radialgeschwindigkeiten der Doppelsterne nach dem Dopplerschen Prinzip ist von besonderer Wichtigkeit. Hat man nämlich für eine Komponente eines Doppelsternpaares die in Kilometern ausgedrückte relative Geschwindigkeit im Visionsradius in bezug auf die andere Komponente für irgendeine Zeit bestimmt, so kann man (vgl. Seite 200), wenn die Bahnelemente aus mikrometrischen Messungen bekannt sind, die absoluten Dimensionen der Bahn und damit auch die Parallaxe sowie die Gesamtmasse des Systems berechnen. Wir können also mit Sicherheit erwarten, daß wir auf diese Weise im Laufe der Zeit eine größere Anzahl von Doppelsternparallaxen werden feststellen können, die sich zum großen Teile der direkten Messung entziehen würden. Bisher ist, da teils die Bahnen der Doppelsterne, teils ihre relativen Radialgeschwindigkeiten noch nicht hinreichend genau bekannt sind, diese Methode nur auf wenige Systeme angewandt worden. Bei α Centauri fand Wright die relative Radialgeschwindigkeit der Komponenten zu 5.34 km; daraus ergab sich unter Zugrundelegung der bekannten Bahnelemente die halbe große Achse zu 24.3 Sonnenweiten, die Parallaxe zu 0″.73, die Gesamtmasse zu 2.2 Sonnenmassen, Resultate, die mit den oben auf andere Weise abgeleiteten in schönster Übereinstimmung sind. Weitere Beispiele für diese Methode der Parallaxenbestimmung haben wir in dem Kapitel über die Sternparallaxen kennen gelernt.

In der Regel kann man nun bei den Doppelsternen wegen der Lichtschwäche der Begleiter nur die Radialgeschwindigkeit der helleren Kom-

ponente, nicht aber ihre Geschwindigkeit relativ zu der schwächeren messen. In diesem Falle kann man die Parallaxe des Systems nur dann berechnen, wenn man zugleich auch die scheinbare Bewegung der helleren Komponente um den Schwerpunkt des Systems ermittelt hat, wie dies z. B. bei Sirius, Procyon, ζ Herculis geschehen ist. Die so gefundenen Parallaxen sind aber meist noch ziemlich unzuverlässig, da die zugrunde gelegten spektrographischen Beobachtungen sich noch nicht über genügend lange Zeiten erstrecken. Nur für ε Hydrae hat Aitken nach diesem Prinzip die Parallaxe ziemlich sicher zu 0″.025 berechnen können. Die Gesamtmasse der beiden Komponenten A und B dieses dreifachen Sternes ergibt sich zu 3.3 Sonnenmassen, und da das Massenverhältnis (nach Seeliger) 0.9 ist, so sind die Einzelmassen von A und B 1.7 bzw. 1.6 Sonnenmassen.

Spektroskopische Doppelsterne. Bei Gelegenheit seiner ersten Versuche, Radialgeschwindigkeiten zu messen, machte Vogel schon im Jahre 1873 darauf aufmerksam, daß bei dem veränderlichen Stern Algol (s. Abschnitt 6), dessen regelmäßige Lichtkurve es nahe legte, die Ursache der Veränderlichkeit in einer zeitweisen Verfinsterung durch einen umlaufenden Körper zu suchen, eine periodische Linienverschiebung im Spektrum des hellen Körpers zu erwarten sei. Aus der Lichtkurve ging nämlich hervor, daß der verdunkelnde Körper an Volumen und daher wahrscheinlich auch an Masse von dem leuchtenden nicht sehr verschieden sein könne, daß demnach der zwischen beiden Körpern gelegene Schwerpunkt des Systems noch außerhalb des hellen Körpers liegen und letzterer daher eine merkbare Bewegung um diesen Schwerpunkt ausführen müsse. Später sind von Pickering aus den Lichtverhältnissen im Minimum und Maximum die Elemente des Doppelsternes abgeleitet worden. Es ergab sich hierbei ein so geringer Abstand der beiden Körper, daß man in die Stabilität eines solchen Systems Zweifel setzte und anderweitige Erklärungen zu suchen bestrebt war.

Erst durch die im vorigen Abschnitt besprochene spektrographische Methode zur Ermittlung der Radialbewegungen der Fixsterne war es Vogel im Jahre 1890 möglich, den Nachweis für die Richtigkeit der früheren Ansicht zu erbringen, die Doppelsternnatur Algols und damit gleichzeitig sämtlicher Veränderlichen vom Algoltypus nachzuweisen.

Es ist nun ohne weiteres einleuchtend, daß solche Doppelsterne wie Algol für uns nur dann Veränderliche sind, wenn ihre Bahnebene nahe durch unsere Erde geht, so daß totale oder teilweise Bedeckungen der einen Komponente durch die andere stattfinden. Fällt die Bahnebene nicht nahezu in den Visionsradius, gehen also die Körper aneinander vorbei, ohne sich zu bedecken, so ist ein Lichtwechsel ausgeschlossen. Dieser Fall ist aber der wahrscheinlichere, und so konnte man schließen, daß sich auch unter den scheinbar einfachen Sternen von konstanter Helligkeit noch manche enge Doppelsterne befinden würden. Diese werden sich nur durch periodische

Änderungen der Radialgeschwindigkeit bzw. die dadurch bedingten periodischen Verschiebungen der Linien ihrer Spektren als Doppelsterne zu erkennen geben; sie werden daher *spektroskopische Doppelsterne* genannt. In der Tat ist es gelungen, sehr viele solcher Systeme aufzufinden.

Auf der Sternwarte des Harvard College waren nahe zu derselben Zeit, als die Feststellung der Doppelsternnatur Algols gelang, auf Pickerings Veranlassung photographische Aufnahmen der Spektra von einer großen Anzahl von Sternen gemacht worden, deren Untersuchung zur Entdeckung einer besonderen Art von spektroskopischen Doppelsternen führte, die sich dadurch bemerkbar machen, daß zeitweise eine Verdoppelung der Linien des Spektrums auftritt. Sind nämlich beide Komponenten eines engen Doppelsternes hell, und fällt der Visionsradius nahezu in die Bahnebene des Systems, so wird, unter Annahme einer Kreisbahn, die eine Komponente sich dann am stärksten auf die Erde zu bewegen, die andere gleichzeitig sich von der Erde fort bewegen, wenn die Verbindungslinie beider Komponenten senkrecht zum Visionsradius steht. Die Linien des Spektrums der einen Komponente werden nach Violett, die der anderen nach Rot verschoben erscheinen, und wenn die Spektra beider Sterne gleich sind, erscheint an der Stelle jeder Linie eine Doppellinie; aus der Distanz der Komponenten der Doppellinien lassen sich die relativen Radialgeschwindigkeiten der Körper in ihrer Bahn ohne weiteres bestimmen. Fällt jedoch die Verbindungslinie der Komponenten mit der Gesichtslinie zusammen, so fallen auch die Spektra beider Körper genau aufeinander, und die Linien erscheinen einfach. Bei elliptischen Bahnen werden diese Verhältnisse weniger leicht übersichtlich.

Nur bei derartig zusammengesetzten Systemen ist es möglich, Bewegungsbestimmungen durch bloße Aufnahmen von Spektren ohne Vergleichspektren auszuführen, und die Sterne ζ^1 Ursae majoris (die hellere Komponente dieses visuellen Doppelsternes) und β Aurigae wurden auf dem Harvard-Observatorium an der periodischen Linienverdoppelung als Doppelsterne erkannt. Ein Auflösen dieser Sterne in Doppelsterne durch direkte Beobachtungen ist selbst mit den mächtigsten Instrumenten der Gegenwart ganz ausgeschlossen. Die Ankündigung, daß ζ^1 Ursae majoris ein spektroskopischer Doppelstern sei, erfolgte noch etwas früher als die gleiche Ankündigung in betreff des Algol, so daß ζ^1 Ursae majoris der erste bekannte spektroskopische Doppelstern ist. Bemerkenswert ist die Tatsache, daß ζ^1 und ζ^2 Ursae majoris zusammen auch den ersten bekannten visuellen Doppelstern bilden.

Auf die ersten Entdeckungen spektroskopischer Doppelsterne folgte nach einigen Jahren, namentlich durch die Untersuchungen der Astronomen der Lick-Sternwarte, die Auffindung einer großen Zahl von solchen Systemen, und gegenwärtig ist durch die Bemühungen verschiedener Institute, die sich mit spektrographischen Bestimmungen der Radialgeschwindigkeiten

der Sterne befassen, die Zahl der bekannten spektroskopischen Doppelsterne auf beinahe 1000 angewachsen. Nach der Ansicht von Campbell, die er auf Grund der bisher gemachten Erfahrungen gewonnen hat, dürfte sich schließlich mindestens jeder dritte Stern als spektroskopischer Doppelstern herausstellen. Wenn man bedenkt, daß bei der spektroskopischen Methode der Betrag der Verschiebung der Spektrallinien durch Bahnbewegung um so geringer sein wird, je kleiner der Winkel (i) ist, den der Visionsradius mit der Senkrechten auf der Bahnebene einschließt, und daß diese Methode ganz versagt, wenn der Visionsradius senkrecht auf der Bahnebene steht ($i = 0$), so muß uns die große Zahl von spektroskopischen Doppelsternen, die prozentual noch weit größer ist als die der visuellen Doppelsterne, in Erstaunen versetzen. Aus der Tabelle auf Seite 599ff. ist zu ersehen, welche von den Sternen bis zur dritten Größe spektroskopisch doppelt sind.

Um die Bahnelemente eines spektroskopischen Doppelsternes berechnen zu können, ist es erforderlich, daß man über eine größere Anzahl von beobachteten Werten der Radialgeschwindigkeit verfügt, die sich möglichst gleichmäßig über die ganze Bahn des Sternes verteilen. Der ersten Bahnbestimmung wird zumeist eine elegante Rechnungsmethode zugrunde gelegt, die von Lehmann-Filhés erdacht worden ist. Es ist aber nicht möglich, alle Elemente der Ellipse, die der Stern beschreibt, zu ermitteln. Man kann vielmehr nur die Periode P, die Zeit T des Durchganges durch das Periastron, die Exzentrizität e und den Abstand ω des Periastrons vom Knoten[1]) finden, während sich, da man nicht die Bewegung selbst, sondern nur ihre Projektion auf den Visionsradius messen kann, die Neigung i, die Länge des Knotens Ω und die halbe große Achse a nicht angeben lassen. Wohl aber kann man die Größe $a \sin i$, d. h. die Projektion der halben großen Achse auf den Visionsradius, in linearem Maße (Kilometern) berechnen. Für den speziellen Fall der Algol-Veränderlichen fällt der Visionsradius sehr nahe in die Bahnebene, und die Neigung i kann aus der Lichtkurve berechnet werden, so daß also in diesem Falle die Dimensionen der Bahn bekannt werden.

Für fast 200 spektroskopische Doppelsterne sind die Bahnelemente bereits ermittelt worden. Wir können hier nicht alle diese Bahnen anführen, sondern beschränken uns in der folgenden Tabelle auf diejenigen spektroskopischen Doppelsterne, welche heller als von der Größe 4.5 sind. Auch von diesen lassen wir einige weg, deren Bahnen noch zweifelhaft sind, und ebenso geben wir hier auch nicht die Bahnelemente derjenigen Sterne an, welche zugleich Veränderliche der δ Cephei- oder ζ Geminorum-Klasse sind, da von diesen interessanten Objekten im nächsten Abschnitt noch des Näheren die Rede sein wird. Die Systeme in der Tabelle sind alphabetisch nach Stern-

[1]) Bei spektroskopischen Doppelsternen versteht man unter ω stets den Abstand des Periastrons vom aufsteigenden Knoten, d. h. demjenigen, in welchem sich der Stern vom Beobachter fort bewegt.

bildern geordnet. Das Element T lassen wir, als hier kein Interesse bietend, weg, dagegen führen wir die Gesamtamplitude $2K$ der Radialgeschwindigkeit (d. h. die Differenz zwischen den beiden extremen Werten, die die Radialgeschwindigkeit des Sternes infolge der Bahnbewegung annimmt) und die Spektralklasse mit an. Für die Größe $a \sin i$ ist als Einheit eine Strecke von 1 000 000 km gewählt. Ferner geben wir noch, wie es bei der Mitteilung von Bahnelementen spektroskopischer Doppelsterne üblich ist, die Radialgeschwindigkeit γ des Schwerpunktes des Systems an, die konstant sein muß, wenn nicht ein dritter Körper die Bewegung des Doppelsternpaares beeinflußt.

Bei einem Teile der Systeme sind, wie wir es schon oben für β Aurigae und ζ^1 Ursae majoris erwähnt haben, die Spektra beider Komponenten sichtbar. Man kann dann die Bahnelemente beider (mit I und II bezeichneten) Komponenten berechnen, die natürlich dieselbe Periode und dieselbe Exzentrizität haben müssen, während sich die ω um 180° unterscheiden. Da in vielen von diesen Fällen das Spektrum der einen Komponente wesentlich heller ist als das der zweiten, so wird auf den Spektrogrammen das letztere durch das Spektrum der ersten Komponente stark überstrahlt, und die der schwächeren Komponente angehörenden Linien sind dann nur undeutlich sichtbar und schwierig zu messen. Alle in der Tabelle gegebenen Bahnen sind auf den Schwerpunkt des betreffenden Systems bezogen, es sind also, im Gegensatz zu den visuellen Doppelsternen, nicht relative Bahnen.

Bahnelemente spektroskopischer Doppelsterne.

Stern	Spektr.	P	γ	$2K$	e	ω	$a \sin i$	Berechner
		d	km	km		°		
α Andromedae	A	96.7	— 12	61	0.52	76	34.8	Baker
ζ „	K	17.77	— 30	51	0.04	182	6.3	J. B. Cannon
λ „	K	20.55	+ 7	14	0.09	301	2.0	Burns
ν „ I	B 3	4.28	— 24	151	0.0	—	4.5	Jordan
„ II	B 3	—	—	208	—	—	6.1	„
π „	B 3	143.7	+ 9	95	0.57	350	77.2	„
ϑ Aquilae I	A	17.12	— 30	92	0.68	15	7.9	Baker
„ II	A	—	—	126	—	195	10.9	„
β Arietis	A 5	107.0	— 1	66	0.88	20	22.9	Ludendorff
α Aurigae I	G	104.0	+ 30	52	0.02	117	36.8	Campbell u. Reese
„ II	F	—	—	70	—	297	49.7	„ „ „
β „ I	A	3.96	— 18	218	0.00	—	5.9	Baker
„ II	A	—	—	222	—	—	6.0	„
η Bootis	G	497	0	17	0.24	315	57.7	Harper
7 Camelop.	A 2	3.88	— 9	70	0.01	217	1.9	„
β Capricorni	G p	1375	— 19	44	0.44	124	377	Merrill
δ „	A 5	1.02	— 6	131	0.02	149	0.93	Crump
a Carinae	B 3	6.74	+ 23	43	0.18	116	2.0	H. D. Curtis
A „	G 5	195.32	+ 25	50	0.0	—	66.9	Wilson u. Huffer
ν Centauri	B 2	2.63	+ 9	41	0.00	—	0.75	R. E. Wilson

Stern	Spektr.	P	γ	$2K$	e	ω	$a \sin i$	Berechner
		d	km	km		°		
δ Columbae	G 5	870	— 6	22	0.67	115	97.6	R. E. Wilson u. Huffer
α Coronae bor.	A	17.36	0	70	0.39	312	7.7	Jordan
$32o^2$ Cygni	G 5	1170	— 14	33	0.18	281	263.2	J. B. Cannon
β Doradus	F 5	9.84	+ 9	33	0.38	22	2.1	R. E. Wilson
α Draconis	A	51.38	— 17	92	0.38	19	30.2	Harper
ϑ „	F 8	3.07	— 8	47	0.01	126	1.0	H. D. Curtis
χ „	F 8	281.8	+ 32	35	0.42	119	62.0	Wright
v^4 Eridani I	B 9	5.01	+ 18	128	0.01	124	4.4	Paddock
„ II	B 9	—	—	130	—	304	4.5	„
α^1 Geminorum	A	2.93	— 1	64	0.01	102	1.3	H. D. Curtis
α^2 „	A	9.22	+ 6	27	0.50	265	1.5	„
σ „	K	19.60	+ 46	68	0.02	330	9.2	Harper
1 „	G 5	9.59	+ 20	23	0.21	203	1.5	R. K. Young
β Herculis	K	410.6	— 26	26	0.55	25	60.3	Plummer
ε „ I	A	4.02	— 24	141	0.02	180	3.9	Baker
„ II	A	—	—	224	—	0	6.2	„
ε Hydrae	F 8	5588	+ 37	17	0.65	90	493	Aitken
o Leonis I	F 5	14.50	+ 27	108	0.0	—	10.8	Plummer
„ II	A	—	—	126	—	—	12.6	„
β Lyrae	B 2 p	12.91	— 21	369	0.02	0	32.8	R. H. Curtiss
ζ^1 „	F	4.30	— 26	102	0.00	—	3.0	Jordan
δ Orionis	B 1	5.73	+ 20	202	0.10	359	7.9	R. H. Curtiss
η „ I	B 1	7.99	var.	290	0.02	42	15.9	Adams [Baker
„ II	—	—	—	306	—	222	16.8	Schlesinger u.
ι „	Oe 5	29.14	+ 22	227	0.74	112	30.6	Plaskett u. Harper
ν „	B 2	131.3	+ 22	68	0.60	2	49.3	Harper
π^4 „	B 3	9.52	+ 23	52	0.03	152	3.4	Baker
π^5 „	B 3	3.70	+ 24	116	0.0	—	2.9	Lee
α Pavonis	B 3	11.75	+ 2	15	0.01	225	1.2	H. D. Curtis
η Pegasi	G	818.0	+ 4	28	0.15	6	157.8	Campbell u. Crawford
ι „	F 5	10.21	— 4	96	0.01	252	6.7	H. D. Curtis
$\varkappa$ „	F 0	5.97	var.	83	0.03	var.	3.4	Henroteau
β Persei	B 8	2.87	var.	81	0.05	21	1.6	Schlesinger u. R. H. Curtiss
μ „	G	284	+ 8	41	0.06	302	80.0	J. B. Cannon
o „ I	B 1	4.42	+ 18	224	0.00	—	6.8	Jordan
„ II	B 1	—	—	320	—	—	9.7	„
α Phoenicis	K	3880	+ 76	12	0.32	20	308.0	Lunt
γ „	K 5	193.79	+ 26	32	0.01	267	42.1	R. E. Wilson
σ Puppis	K 5	257.8	+ 87	37	0.17	349	64.8	„
ϑ^1 Sagittarii	B 3	2.11	+ 1	32	0.0	—	0.5	R. E. Wilson u. Huffer
β Scorpii I	B 1	6.83	— 11	251	0.27	20	11.4	Daniel u. Schlesinger
II	B 1	—	—	394	—	200	17.8	„ „

Stern	Spektr	P	γ	$2K$	e	ω	$a \sin i$	Berechner
		d	km	km		°		
ξ Serpentis	A 5	2.29	— 43	39	0.00	—	0.6	R. K. Young
ζ Tauri	B 3	138	+ 16	30	0.18	10	27.9	Adams
ϑ^2 „	A 5	140.70	+ 43	54	0.72	54	37.5	Plaskett
λ „	B 3	3.95	+ 13	112	0.06	78	3.1	Schlesinger
τ „	B 5	1.50	+ 14	89	0.09	243	0.9	Parker
d „ I	A 3	3.57	+ 30	142	0.05	0	3.5	Harper
„ II	—	—	—	302	—	180	7.4	„
α Trianguli	F 5	1.74	— 13	24	0.12	136	0.29	„
ε Ursae majoris	A p	1520	— 12	7	0.31	56	69.4	Ludendorff
ζ^1 „ I	A	20.54	— 10	138	0.54	104	16.4	Hadley
„ II	A	—	—	138	—	284	16.4	„
ε Ursae minoris	G 5	39.48	— 11	64	0.01	359	17.3	Plaskett
$\varkappa$ Velorum	B 3	116.6	+ 22	93	0.19	96	73.2	H. D. Curtis
p „ I	F 2	10.21	+ 19	85	0.54	185	5.0	Sanford
„ II	—	—	—	104	—	5	6.1	„
α Virginis I	B 2	4.01	+ 2	252	0.10	328	6.9	Baker
„ II	B 2	—	—	416	—	148	11.4	„
η „	A	71.9	0	54	0.25	180	25.3	Ichinohe
ε Volantis	B 5	14.17	+ 10	133	0.00	—	13.0	Sanford

An die vorstehende Tabelle sollen nun noch einige Bemerkungen geknüpft und es sollen besonders interessante Systeme näher besprochen werden.

β Aurigae und *ζ Ursae majoris* gehören zu den Systemen, bei denen beide Komponenten gleich hell sind und dasselbe Spektrum (A) besitzen, so daß, wie oben bemerkt, infolge der Bahnbewegung Linienverdoppelung in den Spektren auftritt. Fig. 206 gibt in Potsdam ausgeführte Aufnahmen des Spektrums von β Aurigae wieder. Da die Periode 4^d beträgt und die Bahn kreisförmig ist, sind die Linien an aufeinander folgenden Tagen abwechselnd doppelt und einfach.

Der spektroskopische Doppelstern ζ^1 Ursae majoris ist die hellere Komponente des visuellen Doppelsternes ζ Ursae majoris (Mizar), dessen Umlaufszeit jedenfalls Tausende von Jahren beträgt. Auch die schwächere Komponente (ζ^2) hat sich als spektroskopischer Doppelstern erwiesen, das ganze System ist also ein vierfaches. Ebenso ist auch der dem Mizar nahe stehende und mit ihm gleiche Eigenbewegung besitzende Alkor ein spektroskopischer Doppelstern.

Wie ζ^1 Ursae majoris und β Aurigae, so ist auch *α Virginis* ($P = 4^d.01$) einer von den Sternen, in deren Spektrum Linienverdoppelungen eintreten. Hier ist aber die eine Komponente wesentlich schwächer als die andere. Fig. 207 gibt eine graphische Darstellung der Radialgeschwindigkeiten beider Komponenten dieses Systems während eines Umlaufes nach den Beobachtungen von Baker auf dem Allegheny-Observatorium. Die kleinen Kreise entsprechen den beobachteten, die Kurven den mit den (in der Tabelle angegebenen) Elementen berechneten Werten der Radialgeschwindigkeit. Die

Fig. 206. Spektrum von β Aurigae an vier aufeinander folgenden Tagen.

Kurve mit der kleineren Amplitude stellt die Bewegung der Komponente I, die andere die der Komponente II dar. Da die Exzentrizität klein ist, so sind die Kurven nur wenig von Sinus-Kurven verschieden. Die Beobach-

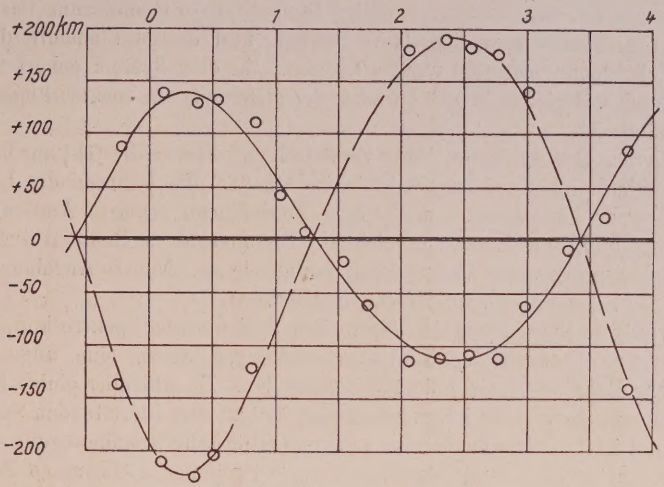


Fig. 207. Geschwindigkeitskurve von α Virginis.

tungen sind in verschiedenen Umläufen gemacht und mit Hilfe des Periodenwertes auf denselben Umlauf reduziert.

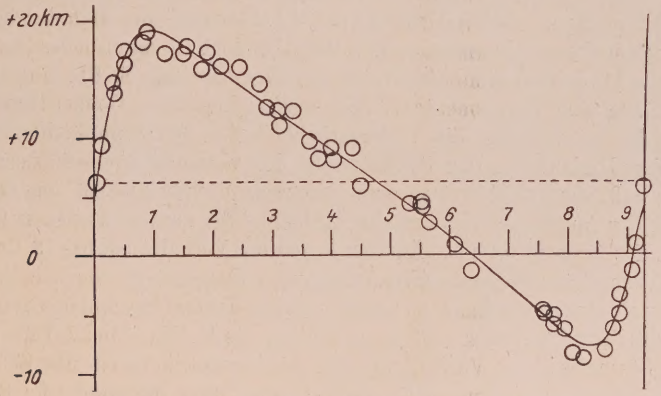


Fig. 208. Geschwindigkeitskurve von α^2 Geminorum.

Als Beispiel für die Geschwindigkeitskurve eines Sternes, bei welchem nur eine Komponente im Spektrum sichtbar ist, geben wir die von α^2 Geminorum ($P = 9^d.22$) nach Beobachtungen auf der Lick-Sternwarte (Fig. 208).

Dieses System besitzt eine große Exzentrizität. Die gestrichelte horizontale Linie entspricht der Radialgeschwindigkeit γ des Schwerpunktes. α^2 Geminorum bildet zusammen mit α^1 Geminorum, der auch ein spektroskopischer Doppelstern ist, den schönen visuellen Doppelstern α Geminorum (Castor), dessen Umlaufszeit etwa 300 Jahre beträgt, und dessen Elemente daher noch nicht genau bestimmt werden können. Zu dem System gehört noch ein schwacher Begleiter in 73″ Distanz, der gleichfalls ein spektroskopischer Doppelstern ist.

β Lyrae. Das Spektrum dieses veränderlichen Sternes besteht aus hellen und dunklen Linien auf kontinuierlichem Grunde, die während des Lichtwechsels sehr komplizierte, noch nicht befriedigend erklärte Änderungen ihrer Lage und ihres Aussehens erleiden. Die angegebene Bahn ist aus den Verschiebungen gewisser Absorptionslinien abgeleitet. Nähere Angaben über diesen Stern finden sich im folgenden Abschnitt.

Im allgemeinen lassen sich die in den Spektren der spektroskopischen Doppelsterne beobachteten Linienverschiebungen durch eine ungestörte elliptische Bahnbewegung vollständig darstellen. Es gibt aber einige Fälle, in denen man gezwungen ist, anzunehmen, daß zu dem betreffenden System noch ein dritter Körper gehört, der jene rein elliptische Bahnbewegung stört. Am einfachsten ist hier die Sachlage bei den Systemen η Orionis, β Persei, $\varkappa$ Pegasi und 13 Ceti. Bei diesen beschreibt der Schwerpunkt des Doppelsternsystems wiederum eine Bahn, und seine Radialgeschwindigkeit ist daher variabel. Die Elemente der Bahn des Schwerpunktes von β Persei sind $P = 633^d$, $\gamma = +4$ km, $2K = 16$ km, $e = 0.0$, $a \sin i = 71\,000\,000$ km (nach Belopolsky). Bei η Orionis sind die Elemente der Bahnbewegung des Schwerpunktes noch unbekannt. $\varkappa$ Pegasi endlich ist ein visueller Doppelstern von 11 Jahren Umlaufszeit, dessen Elemente wir S. 614 angeführt haben. Die eine Komponente ist ein spektroskopischer Doppelstern von 6^d Periode, bei welchem die Veränderlichkeit der Schwerpunktsbewegung durch den Umlauf um den Schwerpunkt des visuellen Systems zustande kommt; außerdem zeigt sich in dem spektroskopischen System eine starke Drehung der Apsidenlinie infolge der Anziehung der zweiten visuellen Komponente des Gesamtsystems. Ähnlich liegen die Verhältnisse bei 13 Ceti.

In allen diesen Fällen beschreibt ein enger Doppelstern von sehr kurzer Umlaufszeit eine weite Bahn von relativ langer Umlaufszeit um den Schwerpunkt des Gesamtsystems. Etwas anders ist die Sachlage bei λ Tauri; bei diesem Sterne ist eine Veränderlichkeit der Geschwindigkeit des Schwerpunktes bisher nicht festgestellt worden, aber über die elliptische Bahnbewegung von 4^d Periode lagert sich nach Schlesinger eine Störung mit einer Periode von $34^d.6$, die Abweichungen bis zu 10 km nach beiden Seiten in der Radialgeschwindigkeit hervorruft. Auch in diesem System muß man wohl eine dritte Komponente als vorhanden annehmen. Ganz unerklärlich

sind die in den Systemen β Canis majoris, β Ursae majoris, 12 Lacertae, β Cephei, σ Scorpii und einigen anderen beobachteten starken Änderungen der Bahnelemente, und zwar besonders (außer bei σ Scorpii) der Amplitude $2K$ der Radialgeschwindigkeiten. Es handelt sich hier um Sterne, deren Perioden nur einen Bruchteil des Tages betragen. Man bezeichnet diese Sterne als solche des β Canis majoris-Typus. Sehr kompliziert sind ferner die bei φ Persei beobachteten Erscheinungen; hier erleiden die helle Ränder besitzenden Wasserstofflinien andere Verschiebungen als andere, meist sehr schwache Absorptionslinien. Die Änderungen der Lage der Wasserstofflinien, deren Periode 127^d beträgt, lassen sich auch nicht angenähert durch eine elliptische Bahnbewegung erklären und sind noch dazu, wie zuerst von Ludendorff bemerkt wurde, in verschiedenen Umlaufsperioden nicht immer dieselben. Man kann bei den zuletzt genannten Sternen, denen sich noch einige andere (z. B. β Orionis mit veränderlicher Amplitude) anreihen ließen, keine bestimmten Bahnelemente angeben, und sie sind daher auch nicht in unsere Tabelle aufgenommen. Es fehlt in diesen Fällen noch durchaus an einer befriedigenden Deutung der Beobachtungsergebnisse. Wir wissen nicht einmal, ob es genügt, in jenen Systemen einen dritten Körper anzunehmen, der die elliptische Bewegung stört, oder ob man etwa noch andere, die Lage der Linien beeinflussende unbekannte Faktoren in Rechnung ziehen muß.

In ähnlicher Ungewißheit befindet man sich auch einer Erscheinung gegenüber, die man bei einer Reihe von Sternen der Spektralklassen Oe und B beobachtet hat. Es treten nämlich bei vielen Helium-Sternen die Linien H und K des Kalziums als schwache, scharfe Absorptionslinien auf, während die übrigen Linien (hauptsächlich des Wasserstoffs und des Heliums) breit und verwaschen sind. Merkwürdigerweise machen nun jene beiden Linien H und K die durch die Bahnbewegung verursachten Verschiebungen der übrigen Linien nicht mit, sondern sie behalten entweder eine konstante Lage (z. B. bei δ Orionis, o Persei), oder sie erleiden nur Verschiebungen von viel geringerem Betrage, aber in derselben Periode wie die letzteren (z. B. bei χ Aurigae, Boss 46). Hartmann, der zuerst bei δ Orionis auf diese Erscheinung aufmerksam wurde, nahm an, daß sich zwischen uns und δ Orionis im Weltraum eine Kalziumwolke befinde, die die Kalzium-Absorption im Spektrum des Sternes erzeuge. Diese Hypothese genügt aber nicht für diejenigen Fälle, in denen die Lage der Linien H und K kleine Schwankungen erleidet, und man neigt daher gegenwärtig mehr zu der Ansicht, daß die betreffenden Systeme von weiten Atmosphären eingehüllt sind, in denen jene Linien entstehen. Aber auch diese Hypothese vermag nicht, alle beobachteten Tatsachen zu erklären, namentlich nicht die in einigen Fällen festgestellten Verschiedenheiten in den Werten der Schwerpunktsgeschwindigkeiten, die sich aus der Lage der Linien H und K einerseits und der der übrigen Linien andererseits ergeben. In einigen Systemen (z. B. β Scor-

pii, δ Orionis) zeigen übrigens die D-Linien des Natriums ein ähnliches Verhalten wie die Linien H und K.

Mit der Statistik und der allgemeinen Diskussion der Eigenschaften der spektroskopischen Doppelsterne haben sich besonders Campbell, Ludendorff sowie Schlesinger und Baker beschäftigt. Die wichtigsten Ergebnisse darüber sollen hier kurz dargelegt werden.

Die Umlaufszeiten der spektroskopischen Doppelsterne variieren in sehr weiten Grenzen; die Sterne vom β Canis majoris-Typus besitzen Perioden von Bruchteilen des Tages, α Phoenicis hat dagegen eine Umlaufszeit von über 10 Jahren, die sogar beträchtlich länger ist als die von δ Equulei, der unter den visuellen Doppelsternen, soweit bisher bekannt, die kürzeste Periode (5.7 Jahre) hat. Die Komponenten von δ Equulei können im Spektrographen nicht mehr getrennt werden, ihre Spektra lagern sich übereinander; man kann also δ Equulei auch als spektroskopischen Doppelstern betrachten. Bei ε Hydrae, dessen Periode 15.3 Jahre beträgt, ist die Bahn von Aitken sowohl aus mikrometrischen Messungen, als auch aus spektrographischen Beobachtungen bestimmt worden. Aus dem Gesagten geht hervor, daß eine scharfe Grenze zwischen spektroskopischen und visuellen Doppelsternen nicht gezogen werden kann. Bei den spektroskopischen Doppelsternen der Spektralklassen B, A und F sind kurze Perioden weit häufiger als bei denen der Klassen G und K, und entsprechend besitzen die letzteren durchschnittlich weit ausgedehntere Bahnen als erstere.

Die Amplituden $2K$ der Radialgeschwindigkeiten der helleren Komponenten der spektroskopischen Doppelsterne sind zum Teil sehr groß. Z. B. ist $2K$ bei σ Aquilae, 29 Canis majoris, Y Cygni, β Lyrae, U Ophiuchi, B.D. 6^0 1309 und Boss 46 größer als 300 km. Die größte bisher bekannte Amplitude ist die von Y Cygni (446 km); die von V Puppis dürfte noch größer sein.

Die Exzentrizitäten sind im Durchschnitt wesentlich kleiner als bei den visuellen Doppelsternen, doch kommen auch sehr große vor (β Arietis mit $e = 0.88$). Es zeigt sich, daß die Systeme mit langer Periode durchschnittlich größere Exzentrizitäten besitzen als die mit kurzer Periode; ein entsprechendes Verhalten ist auch bei den visuellen Doppelsternen angedeutet.

Die Massen der spektroskopischen Doppelsterne lassen sich aus den Werten der Radialgeschwindigkeit allein nicht berechnen. Ist jedoch die Bewegung jeder der beiden Komponenten in bezug auf den Schwerpunkt bekannt, so kann man das Massenverhältnis beider Komponenten finden, und nicht nur dieses, sondern man kann auch die Größen $m_1 \sin^3 i$ bzw. $m_2 \sin^3 i$ angeben, wo m_1 und m_2 die Massen der beiden Komponenten in Einheiten der Sonnenmasse sind und i die Neigung der Bahn bedeutet. Nun ist i, wie wir sahen, außer bei Algolsternen unbekannt, und wir können daher die Massen selbst nicht bestimmen. Da aber $\sin^3 i$ stets kleiner als Eins ist, so stellen die Größen $m_1 \sin^3 i$ und $m_2 \sin^3 i$ Minimalwerte der Massen dar.

In der folgenden Tafel geben wir diese Minimalwerte für diejenigen Systeme, für welche sie bekannt sind; für die mit * bezeichneten Algol-Sterne sind m_1 und m_2 selbst gegeben.

Stern	Spektr.	$m_1 \sin^3 i$	$m_2 \sin^3 i$	Stern	Spektr.	$m_1 \sin^3 i$	$m_2 \sin^3 i$
Boss 6142	O e	18.5	12.7	ζ^1 Ursae maj.	A	1.7	1.6
B.D. 6°1309	O e 5	75.6	63.3	Boss 5173	A	2.3	2.1
η Orionis	B 1	11.2	10.6	H. R. 6169	A	2.2	1.4
o Persei	B 1	5.4	3.8	T X Herculis*	A 2	2.0	1.8
β Scorpii	B 1	13.0	8.3	b Persei	A 2	0.9	0.2
Y Cygni*	B 2	16.6	15.3	55 Ursae maj.	A 2	0.1	0.1
ψ Orionis	B 2	5.5	4.2	Boss 2484	A 2	1.5	1.3
α Virginis	B 2	9.6	5.8	TV Cassiopejae*	A 2	2.0	1.2
ν Andromedae	B 3	1.5	1.1	108 Herculis	A 3	1.7	1.2
U Coronae bor.*	B 3	4.3	1.6	2 Sagittae	A 3	0.9	0.7
57 Cygni	B 3	1.8	1.7	d Tauri	A 3	2.7	1.3
u Herculis*	B 3	7.5	2.9	π Cassiopejae	A 5	1.4	1.3
Z Vulpeculae*	B 3	5.2	2.4	d^2 Virginis	A 5	4.6	2.4
H. R. 8803	B 3	2.8	2.3	Boss 1646	A 7	2.2	1.9
σ Aquilae	B 3	5.3	4.4	Boss 4423	F	0.9	0.8
2 Lacertae	B 5	0.9	0.7	Boss 5591	F	1.2	1.2
U Ophiuchi*	B 5	5.3	4.7	205 Draconis	F 2	1.5	1.5
R S Vulpeculae*	B 8	5.3	1.6	Z Herculis*	F 2	1.5	1.3
ν^4 Eridani	B 9	0.6	0.5	p Velorum	F 2	0.3	0.2
R X Herculis*	B 9	0.9	0.9	Boss 373	F 3	1.2	1.1
ϑ Aquilae	A	0.5	0.4	d Bootis	F 5	1.4	1.3
β Aurigae*	A	2.4	2.3	o Leonis	F 5	1.3	1.1
40 Aurigae	A	1.4	1.1	Boss 4602	F 5	0.5	0.4
50 Draconis	A	1.0	0.9	Boss 5026	F 5	1.9	1.8
ε Herculis	A	1.6	1.0	W Ursae maj.*	F 8	0.7	0.5
136 Tauri	A	0.6	0.4	α Aurigae	G	1.4	1.0

Diese Zusammenstellung lehrt sofort, daß die Heliumsterne (Klasse B) durchschnittlich größere Massen haben als die übrigen. Auch in einigen anderen Fällen, in denen man durch Messung der relativen Radialgeschwindigkeiten beider Komponenten die Minimalwerte der Gesamtmasse festgestellt hat, bestätigt sich diese Regel. So ist der Minimalwert der Gesamtmasse bei den Helium-Sternen V Puppis 33, μ^1 Scorpii und ζ Centauri 16 Sonnenmassen. Die Masse von B.D. 6°1309 (s. Tabelle) ist die größte, die man bisher bei einem Sterne konstatiert hat; auch bei 29 Canis majoris (Oe) ist eine sehr große Masse anzunehmen (mindestens 40 Sonnenmassen). Bei den spektroskopischen Doppelsternen hat nach der bisherigen Erfahrung die lichtschwächere der beiden Komponenten die kleinere Masse, wie es auch bei den visuellen Doppelsternen in der Regel zutrifft.

Kann man nur die Bewegung einer einzigen Komponente in bezug

auf den Schwerpunkt ermitteln, wie es bei allen Systemen der Fall ist, bei denen nur das Spektrum einer Komponente zu sehen ist, so kann nur eine verwickelte Beziehung zwischen den beiden Massen und der Neigung abgeleitet werden[1]). Diese Beziehung liefert jedoch nach den Untersuchungen von Ludendorff deutliche Anzeichen dafür, daß die den Spektralklassen B0 bis B5 angehörigen spektroskopischen Doppelsterne durchschnittlich etwa 1.7 mal so große Massen haben als die der Klassen B8 und B9, 2.5 mal so große als die der Klasse A und 4 mal so große als die der Klasse F. Dieser Befund bestätigt den oben aus der Tabelle gezogenen Schluß hinsichtlich der großen Massen der Helium-Sterne. Vorausgesetzt ist allerdings, daß die Bahnneigung durchschnittlich für die verschiedenen Spektralklassen dieselbe ist, und ebenso das Massenverhältnis $m_2 : m_1$, Annahmen, welche wahrscheinlich erfüllt sein dürften. Die Massen der der Klasse Oe angehörigen Systeme scheinen durchschnittlich noch größer zu sein als die der B-Sterne. Für die G-, K- und M-Sterne lassen sich noch keine sicheren Ergebnisse ableiten.

Die Massen, die wir früher (S. 616) für eine Reihe von meist der zweiten Spektralklasse angehörigen visuellen Doppelsterne gefunden haben, sind durchaus von derselben Größenordnung wie die für die spektroskopischen Doppelsterne der Klassen A und F sich ergebenden Massen.

Über die Entstehung der Doppelsterne sind wir noch sehr im Unklaren, wie dies bei allen Fragen der Kosmogonie der Fall ist. Nach einer Theorie, die sich vieler Anhänger erfreut, sollen die Doppelsterne durch Teilung ursprünglich einfacher Himmelskörper entstanden sein. Die durch die Ausstrahlung verursachte Kontraktion eines solchen Himmelskörpers veranlaßt eine Beschleunigung der Rotation, durch welche die anfängliche Kugelgestalt desselben zuerst in ein abgeplattetes Rotationsellipsoid, dann in ein dreiachsiges Ellipsoid und schließlich nach Poincaré in eine birnenförmige Gleichgewichtsfigur (Apioid) übergeführt wird. Das Apioid teilt sich endlich bei noch weiterer Zunahme der Drehungsgeschwindigkeit in zwei Teile von derselben Größenordnung, die nun den Doppelstern bilden. Durch Gezeitenwirkungen dehnt sich alsdann im Laufe der Zeit die anfänglich sehr enge Bahn des Doppelsternsystems bis zu einer gewissen Grenze unter gleichzeitiger Zunahme der Exzentrizität immer weiter aus, so daß der Zusammenhang zwischen Länge der Periode und Größe der Exzentrizität, sowie zwischen der Ausdehnung der Bahn und dem Spektraltypus verständlich ist. Moulton und Russell haben indessen gezeigt, daß die Gezeitenwirkungen nicht ausreichen, um die Umlaufszeit eines Doppelsternes von wenigen Tagen in eine solche von vielen Jahren umzuwandeln. Dazu ist vielmehr die Einwirkung äußerer Kräfte notwendig, und Jeans ist der Ansicht, daß es zufällige Annäherungen

[1]) Nämlich die Größe $f = \left(\frac{1+\alpha}{\alpha}\right)^3 (m_1 + m_2) \sin^3 i$, wo $\alpha = \frac{m_2}{m_1}$ ist.

anderer Sterne bzw. die dabei auftretenden Gravitationswirkungen sind, welche die Umwandlung der ursprünglich engen Doppelsternbahnen herbeiführen. Will man diese Annahme gelten lassen, so muß man, da gegenwärtig solche Annäherungen jedenfalls nur ungeheuer selten sind, die Hypothese machen, daß früher unser ganzes Sternsystem weit enger war als jetzt, so daß in der Vergangenheit Annäherungen der Sterne untereinander weit häufiger waren. Schließlich ist auch die Hypothese nicht von der Hand zu weisen, daß die Komponenten eines Doppelsternes ursprünglich nur verschiedene Kondensations-Zentren in dem Urnebel waren, aus dem sich das Doppelstern-System entwickelt hat; diese Hypothese bedeutet aber eigentlich nur ein Zurückschieben des ganzen Problems.

Den Lesern, die sich noch mehr mit den Doppelsternen vertraut machen wollen, sei das Buch „The Binary Stars" von R. G. Aitken (New York, 1918, Preis 3.15 Dollars) empfohlen. Von einer besonderen Klasse von Doppelsternen, den Algol-Veränderlichen, wird im nächsten Abschnitte noch des näheren die Rede sein.

6. Veränderliche Sterne.

Die große Mehrzahl der Sterne erscheint dem Auge immer in gleicher Helligkeit, und erst die aufmerksamere Betrachtung des Himmels in neuerer Zeit hat Sterne kennen gelehrt, deren Licht Veränderungen unterworfen ist. Am 13. August des Jahres 1596 bemerkte der ostfriesische Pfarrer David Fabricius im Walfisch einen Stern 2. Größe, den er früher niemals wahrgenommen hatte, und den er nur während weniger Wochen erblickte, im Oktober aber wieder vergebens suchte. Auf den Gedanken, der Stern könne sein Licht geändert haben, scheint Fabricius nicht gekommen zu sein, und selbst, als er ihn im Februar 1609 zum zweiten Male, wiederum für die Dauer von mehreren Wochen, aufleuchten sah, unterließ er es unbegreiflicherweise, diesem rätselhaften Sterne weiter nachzuforschen. So kam es, daß derselbe 1638 von Holwarda, Professor an der Universität zu Franeker, noch einmal unabhängig aufgefunden wurde. Dieser erkannte die Veränderlichkeit des Sternes. Man verfolgte letzteren später weiter und fand, daß er in ziemlich unregelmäßiger Weise im Laufe von fast einem Jahre sein Licht änderte. Die größte Zeit blieb er dem bloßen Auge unsichtbar, und auch in den wenigen Wochen, wo er gesehen werden konnte, nahm seine Helligkeit in merkwürdiger Weise zu und ab; einmal erreichte er im Maximum die 2. Größe, ein anderes Mal nur die 4., und die Zeiten, die er gebrauchte, um zu einer bestimmten Helligkeit anzuwachsen und wieder auf das Minimum zu sinken, waren gleichfalls verschieden. Der „Wunderbare im Walfisch" (Mira Ceti) blieb nicht der einzige seiner Art. Im Jahre 1667 fand Montanari, daß der Stern β im Perseus (Algol) gleichfalls sein Licht ändert, und dieselbe

Erscheinung beobachteten G. Kirch (1686) an dem Sterne χ Cygni und Maraldi (1704) an einem Sterne in der Wasserschlange (R Hydrae). Aber obwohl somit bereits vier Sterne dieser Art bekannt waren, widmeten ihnen die Astronomen jener Zeit nur sehr geringe Aufmerksamkeit und beschränkten sich darauf, gelegentliche Beobachtungen von ihnen anzustellen. Erst gegen Ende des 18. Jahrhunderts begann sich ein etwas regeres Interesse geltend zu machen. Koch entdeckte 1782 die Veränderlichkeit von R Leonis, Pigott 1784 die von η Aquilae, 1795 die von R Coronae borealis und R Scuti, Goodricke 1784 die von β Lyrae und δ Cephei, W. Herschel 1795 die von α Herculis. Goodricke war es auch, der 1782 zuerst erkannte, daß die Helligkeitsänderung bei Algol in durchaus anderer Art erfolgt als bei Mira Ceti. Während diese sich durch Unregelmäßigkeiten auszeichnet, ist die Lichtänderung von Algol sowohl nach Umfang wie nach Zeitdauer und Art des Verlaufes außerordentlich regelmäßig. Der Stern bleibt nämlich $2\frac{1}{2}$ Tage lang unverändert 2. Größe, sinkt dann in wenigen Stunden zum Minimum, der 3. Größe, hinab und steigt ebenso rasch wieder zur 2. Größe auf.

Im 19. Jahrhundert folgten die Entdeckungen weiterer Veränderlicher schneller aufeinander, doch waren bis zum Jahre 1840 erst 23 Sterne als variabel angezeigt worden. Dieses Jahr bedeutet einen Wendepunkt in der Geschichte der Veränderlichen, denn in ihm begann Argelander seine regelmäßigen Beobachtungen der Variabeln, die er mit unermüdlicher Ausdauer und mit dem größten Geschick ein volles Menschenalter hindurch fortgeführt hat, und die ihn in der Tat als den eigentlichen Begründer der Wissenschaft von den Veränderlichen erscheinen lassen. Argelander verstand es auch, eine Anzahl von Schülern heranzubilden, die sich seiner Methoden bedienten, und sich mit demselben rastlosen Eifer, wie er selbst, diesem neuen Beobachtungszweige widmeten. Hier sind Heis, Schmidt, Oudemans, Winnecke, Krüger und besonders Schönfeld zu nennen, der nächst Argelander wohl am meisten auf diesem Gebiete geleistet hat. Etwa ein Jahrzehnt nach Argelanders Auftreten begann auch anderwärts das Interesse an den Veränderlichen reger zu werden. So wurden in England durch Pogson, Hind, Knott, Baxendell, Gore u. a., in Böhmen durch Šafařik, und seit etwa 1875 in Amerika durch Gould, Chandler, Pickering u. a. unsere Kenntnisse von den Variabeln durch Beobachtungen, Neuentdeckungen und Katalogisierungen bedeutend gefördert.

In Deutschland ließ nach dem Tode von Schönfeld das Interesse an den veränderlichen Sternen etwas nach, und es waren bis zum Schlusse des 19. Jahrhunderts im wesentlichen nur noch Plaßmann und besonders Hartwig, die die Beobachtung der Variabeln pflegten.

Seit dem Beginne des 20. Jahrhunderts endlich ist ein ganz allgemeiner Aufschwung auf diesem Gebiete zu bemerken. Dazu trug bei, daß sich in vielen Ländern astronomische Gesellschaften unter weitgehender Hinzu-

ziehung von Laien bildeten, die gerade auch der Beobachtung der veränderlichen Sterne rege Aufmerksamkeit zuwendeten und sie unter ihren Mitgliedern systematisch organisierten. Gefördert wurden diese Bestrebungen durch die großen photometrischen Kataloge (s. S. 537), die um die Wende des Jahrhunderts erschienen und eine vorzügliche Grundlage für die Beobachtung der Veränderlichen darboten. Ein anderes wichtiges Hilfsmittel, welches um diese Zeit erstand, ist der „Atlas stellarum variabilium" von Hagen (1899 bis 1908). Derselbe gibt für 338 Veränderliche genaue Karten, sowie Verzeichnisse der Örter und Helligkeiten aller als Vergleichsobjekte in Frage kommenden Sterne. Besonders für die Beobachtung der schwächeren Veränderlichen, bei denen die Bonner Durchmusterung bereits versagt, sind diese Karten von außerordentlichem Werte.

Infolge der eifrigen Beobachtungen stieg die Zahl der bekannten Veränderlichen sehr schnell; besonders aber war dies der Fall, seit man die Photographie auch diesem Zweige astronomischer Forschung dienstbar gemacht hatte. Am deutlichsten läßt sich das allmähliche Anwachsen aus einer Übersicht der verschiedenen Verzeichnisse von Variabeln erkennen, deren wichtigste in der folgenden Tabelle zusammengestellt sind.

Jahr	Verfasser	Anzahl der Sterne	Jahr	Verfasser	Anzahl der Sterne
1786	Pigott	12[1])	1884	Gore	191
1844	Argelander	18	1888	Chandler	225
1850	Argelander	24	1893	Chandler	260
1856	Pogson	53	1896	Chandler	393
1866	Schönfeld	119	1903	Pickering	718
1875	Schönfeld	143	1907	Pickering	884

Im Anschlusse hieran sind noch die Verzeichnisse zu erwähnen, die nebst Ephemeriden (Vorausberechnungen der Maxima bzw. Minima) alljährlich von Hartwig in der Vierteljahrsschrift der Astronomischen Gesellschaft veröffentlicht werden, und von denen das letzte, Ende 1921 erschienene, bereits 2145 Sterne enthält. Dabei sind aber die zahlreichen in mehreren kugelförmigen Sternhaufen und einigen Nebelflecken, besonders den Magellanschen Wolken, entdeckten Variabeln, die auch keine besonderen Bezeichnungen erhalten, nicht mitgezählt worden. Mit diesen würde die Zahl der zur Zeit als sicher veränderlich erkannten Sterne gegen 5000 betragen.

Ein umfassendes Werk über die Veränderlichen ist vor kurzem im Auftrage der Astronomischen Gesellschaft von Müller und Hartwig herausgegeben worden. Sein Titel ist „Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der bis Ende 1915 als sicher veränderlich anerkannten Sterne nebst einem Katalog der Elemente ihres Lichtwechsels". Die beiden ersten, umfangreichen Bände (1918 und 1920 erschienen) enthalten für 1687 veränderliche und 32 neue

[1]) Davon 8 veränderliche und 4 neue Sterne.

Sterne genaue Angaben über die Geschichte der Entdeckung, die Elemente und die Eigentümlichkeiten des Lichtwechsels, den Ort, das Spektrum usw., nebst einer vollständigen Zusammenstellung der Literatur für jeden Stern. Die in Sternhaufen und Nebelflecken zusammengedrängten Veränderlichen werden am Schlusse des zweiten Bandes behandelt. Der dritte und letzte Band (1922) enthält den eigentlichen Katalog und ferner allerlei Hilfstafeln, sowie ein Verzeichnis von 335 zwischen 1915 und 1920 entdeckten veränderlichen und neuen Sternen.

Die Bezeichnung der Veränderlichen geschieht nach Argelanders Vorschlag mit großen lateinischen Buchstaben, von R anfangend, und dem Namen des Sternbildes, in welchem der Veränderliche steht. Ausgeschlossen sind dabei einige der neuen Sterne, sowie diejenigen, welche bereits in Bayers Uranometrie eine Bezeichnung haben, z. B. χ Cygni, δ Cephei, β Lyrae u. a. Der erste im Sternbilde des Drachens entdeckte Veränderliche trägt also die Bezeichnung R Draconis. Ist die Reihe der Buchstaben von R bis Z erschöpft, so werden zwei Buchstaben verwendet, und zwar kommen zuerst die Kombinationen mit R: RR, RS usw., dann die mit S: SS, ST usw. bis ZZ. Aber auch diese Kombinationen sind bei einigen Sternbildern bereits aufgebraucht, und man beginnt daher jetzt damit, die bisher ausgelassenen Buchstaben des Alphabets, in der Kombination zu zwei Buchstaben, mit AA anfangend, zu verwenden.

Es gibt vielleicht keine Klasse von Erscheinungen am Himmel, in welcher sich so viele Abstufungen, Übergänge und Unterschiede finden, wie bei den Veränderlichen. Zwischen Perioden von 3 Stunden bis zu vielen Jahren oder zwischen Lichtänderungen von weniger als dem Zehntel einer Größenklasse bis zu neun Größenklassen finden sich alle möglichen Übergänge. Man erkannte aber bald, daß nicht alle Periodenlängen gleich häufig vertreten sind, sondern daß sich zwei Hauptgruppen unterscheiden lassen. Die bei weitem größte Zahl der Veränderlichen besitzt nämlich eine Periode von 200 bis 400 Tagen oder eine solche, die kürzer als 10 Tage ist.

Ein unverkennbarer Zusammenhang besteht zwischen der Periodenlänge und der Farbe der Veränderlichen. Die kurzperiodischen Variabeln sind mit wenigen Ausnahmen von weißlicher, die langperiodischen dagegen fast alle von rötlicher Färbung, und zwar ist im Durchschnitt die Farbe um so intensiver rot, je länger die Periode ist.

Bei den Veränderlichen, deren Lichtwechsel sich sehr langsam vollzieht, ist für die einzelnen Beobachtungen eine genaue Zeitangabe nicht erforderlich. Anders ist es bei den schnell veränderlichen Sternen, bei denen mitunter schon in wenigen Minuten merkliche Helligkeitsänderungen erfolgen. Bei solchen Sternen ist es außerdem noch erforderlich, in Rechnung zu bringen, daß die Entfernung des Sternes von der Erde infolge der Bewegung der Erde in ihrer Bahn variiert, so daß das Licht des Sternes je nach der

Jahreszeit mehr oder weniger Zeit gebraucht, um zum Beobachter auf der Erde zu gelangen. Man reduziert bei diesen Sternen die Beobachtungen gewöhnlich auf den Sonnenmittelpunkt, d. h. man gibt diejenige Zeit an, zu welcher die beobachtete Erscheinung von der Sonne aus wahrgenommen werden würde. Die Reduktion, welche hiernach an die wirkliche Beobachtungszeit angebracht werden muß, wird die *Lichtgleichung* genannt; sie kann, wie ohne weiteres einleuchtet, im Maximum gleich der Lichtzeit (s. S. 209) sein, also $8^m.3$ betragen.

Um den Verlauf des Lichtwechsels eines Veränderlichen bequem übersehen zu können, zeichnet man gewöhnlich eine graphische Darstellung desselben, die sogenannte *Lichtkurve*, aus der man dann für jeden beliebigen Zeitpunkt sofort die Helligkeit des Veränderlichen in Größenklassen ablesen kann. (Vgl. Fig. 209 bis 213.)

Die große Mannigfaltigkeit, die bei den Variabeln besteht, ließ sehr bald den Wunsch entstehen, diese nach ihren Besonderheiten in verschiedene Klassen einzuteilen. Trotz aller Bemühungen ist es aber bisher noch nicht gelungen, eine wirklich befriedigende, allen Anforderungen gerecht werdende Klassifizierung zu finden. Die Versuche, eine Ordnung nach physikalischen Gesichtspunkten vorzunehmen, scheitern daran, daß wir in den meisten Fällen die Ursache des Lichtwechsels noch nicht anzugeben vermögen, und die Einteilung nach den äußeren Merkmalen der Helligkeitsschwankungen, also nach der Länge der Periode, der Amplitude, der Form der Lichtkurve usw. wird dadurch erschwert und zum Teil geradezu vereitelt, daß eben, wie bereits mehrfach erwähnt, keine scharfen Grenzen zwischen den einzelnen Gruppen bestehen. Diejenige Klassifizierung, die gegenwärtig die meiste Verwendung findet, ist die Pickeringsche, die wir deshalb auch hier, mit einigen durch die neueren Forschungsergebnisse erforderlich gewordenen Modifikationen, zugrunde legen wollen. Es werden dabei fünf Klassen unterschieden, die sich folgendermaßen charakterisieren lassen:

1. Die neuen Sterne, z. B. Tychos Stern in der Cassiopeja.
2. Sterne mit großen, mehr oder weniger regelmäßigen Lichtänderungen in Perioden von mehreren Monaten bis zu etwa zwei Jahren (*Miratypus*), z. B. *o* Ceti und χ Cygni.
3. Sterne mit unregelmäßig verlaufenden Lichtänderungen z. B. α Cassiopejae, R Coronae.
4. Veränderliche von kurzer Periode, bei denen die Lichtänderungen mit großer Regelmäßigkeit vor sich gehen, z. B. δ Cephei und ζ Geminorum.
5. Veränderliche, deren Lichtänderungen von der Bedeckung durch einen Begleiter herrühren (*Verfinsterungsvariable*), z. B. Algol und β Lyrae.

Wir wollen die einzelnen Klassen in der umgekehrten Reihenfolge betrachten und mit der letzten, den *Verfinsterungsvariabeln*, beginnen. In dieser Klasse lassen sich zwei Typen unterscheiden, der *Algoltypus* und der *β Lyrae-Typus*. Als Charakteristik dieser beiden Typen galt, daß sich bei den Algolsternen die Lichtänderungen auf einen Bruchteil der Periode beschränken, während die Helligkeit in der übrigen Zeit konstant bleibt, daß sich dagegen bei den β Lyrae-Sternen die Helligkeit beständig ändert. Wir wollen an dieser Unterscheidung, die über hundert Jahre unbestritten war, zunächst noch festhalten und mit der Betrachtung der Sterne vom Algoltypus anfangen.

Der bekannteste Vertreter dieser Gruppe, der ihr auch den Namen gegeben hat, Algol oder β Persei, besitzt für gewöhnlich die Größe 2.3;

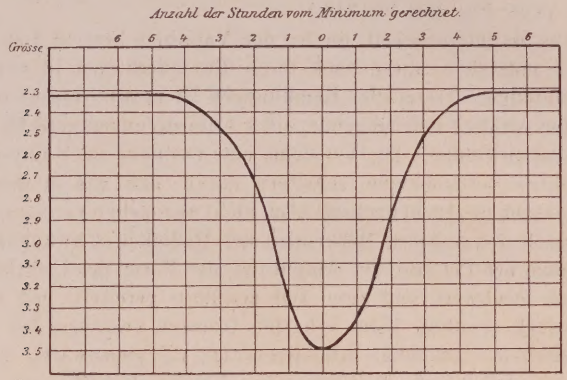


Fig. 209. Lichtkurve von β Persei.

plötzlich beginnt er schwächer zu werden und nimmt in etwa 5 Stunden bis zur Größe 3.5 ab, wächst in der gleichen Zeit wieder zur Maximalhelligkeit an und bleibt dann in dieser $2^d\,10^h$, bis der Lichtwechsel von neuem beginnt. Fig. 209 gibt eine Darstellung der Lichtkurve des Algol während eines solchen Minimums. Die Länge der Periode beträgt $2^d\,20^h\,49^m$, ist aber geringen säkularen Schwankungen unterworfen.

Lange Zeit blieb Algol der einzige Stern, der den eben geschilderten, eigenartigen Lichtwechsel besaß, und erst im Jahre 1848 wurden zwei Sterne aufgefunden (λ Tauri und S Cancri), die das gleiche Verhalten zeigten. Bald folgten weitere Entdeckungen, aber doch anfangs noch in so langsamem Tempo, daß 1900 nur 18 Sterne vom Algoltypus bekannt waren. Erst im neuen Jahrhundert wuchs die Zahl der Algolsterne wesentlich rascher an, und gegenwärtig kennt man bereits gegen 150 dieser interessanten Variabeln. Die überwiegende Zahl derselben findet sich in der Milchstraße oder in ihrer Nähe.

Die Länge der Periode beträgt bei den meisten Sternen vom Algoltypus nur wenige Tage; die folgende Zusammenstellung zeigt nach Hartwigs Ephemeriden für 1922 die Verteilung der Periodenlängen für die 146 Sterne dieser Klasse, welche bis Ende 1921 genauer untersucht waren.

Periodenlänge	Anzahl der Sterne
kürzer als 1 Tag	14
zwischen 1 und 5 Tagen	95
„ 5 „ 10 „	24
„ 10 „ 15 „	5
„ 15 „ 25 „	3
„ 30 „ 35 „	3
über 35 Tage	2

Die kürzesten Perioden besitzen TZ Lyrae ($0^d.529$) und X Carinae ($0^d.541$), die längsten RZ Ophiuchi (262^d) und ε Aurigae (9900^d)[1]. Bei RZ Ophiuchi vollzieht sich der Lichtwechsel in 18 bis 19 Tagen, während der Stern 243 Tage lang unverändert in seiner Maximalhelligkeit verweilt. Bei ε Aurigae dauert nach der von Ludendorff ausgeführten Diskussion der langjährigen Beobachtungen dieses Sternes der Lichtwechsel 2 Jahre, das konstante Maximum 25.1 Jahre.

Die Größe der Helligkeitsänderungen erreicht Beträge bis zu 4 Größenklassen (WW Cygni, S X Hydrae). Bei vielen Sternen bleibt die Helligkeit auch während des Minimums einige Zeit konstant, so z. B. bei RZ Ophiuchi nicht weniger als $6\frac{1}{2}$ Tage und bei ε Aurigae sogar 313 Tage.

Die Tatsache, daß die Helligkeit der Sterne vom Algoltypus während des weitaus größten Teiles ihrer Periode konstant bleibt, und daß der ganze Verlauf der eigentlichen Lichtänderung eine so bemerkenswerte Regelmäßigkeit besitzt, führte schon frühzeitig zu der Annahme, daß der Lichtwechsel bei diesen Sternen durch das Dazwischentreten eines relativ dunklen Begleiters verursacht werde. Durch die auf Seite 622 bereits besprochenen spektrographischen Beobachtungen Vogels wurde für den Stern Algol der überzeugende Nachweis von der Richtigkeit dieser Annahme erbracht. Bei dem trotz aller Verschiedenheiten im einzelnen ganz analogen Verlaufe des Lichtwechsels der übrigen Algolsterne ist es ohne weiteres gestattet, auch für diese die Trabanten-Hypothese als richtig anzusehen, und es ist auch bereits bei einer ganzen Anzahl von diesen Sternen gelungen, mit Hilfe des Spektroskops den direkten Beweis dafür zu erbringen. In der Tat lassen sich alle bisher an diesen Sternen beobachteten Einzelheiten des Lichtwechsels unter durchaus wahrscheinlichen Annahmen über die relativen Helligkeiten

[1]) Nach Guthnick ist auch δ Cassiopejae ein Algolstern mit einer Periode von 759^d und einer Helligkeitsamplitude von etwa $0^M.1$.

der einzelnen Komponenten des Systems sowie über die Gestalt und Lage der Bahn in ausreichender Weise erklären. Der sichtbare Stern und sein dunklerer Begleiter rotieren um ihren gemeinsamen Schwerpunkt in einer nur wenig gegen die Gesichtslinie geneigten Bahn, und das Minimum tritt ein, wenn die hellere Komponente hinter dem Begleiter steht. Ist der Begleiter nicht dunkel, sondern ebenfalls hell, so muß während eines Umlaufs noch ein zweites Minimum eintreten. In der Tat wurden auch bei dem 1886 entdeckten Algolstern Y Cygni zwei verschiedene Minima beobachtet, und seitdem wurde bei sehr vielen Algolveränderlichen ein sekundäres Minimum festgestellt. Ja, im Jahre 1910 fand Stebbins mit Hilfe seines Selenphotometers, daß auch Algol selbst, genau in der Mitte zwischen zwei Hauptminima, ein sekundäres Minimum besitzt, das allerdings noch nicht $0^{M}1$ beträgt.

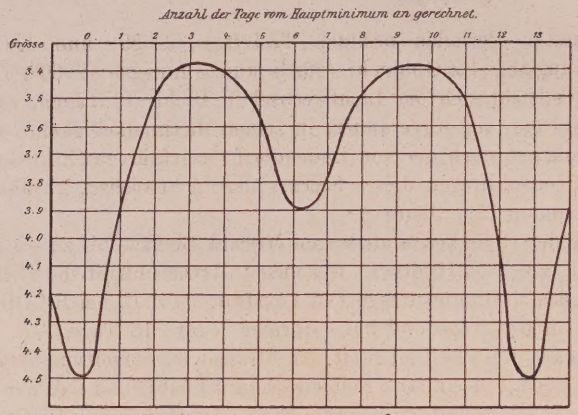


Fig. 210. Lichtkurve von β Lyrae.

Ferner gelang es ihm aber, aus seinen Beobachtungen nachzuweisen, daß die Helligkeit des Sternes auch in der Zeit zwischen den beiden Minima nicht konstant bleibt, sondern fortdauernden Änderungen, im Betrage von wenigen Hundertsteln einer Größenklasse, unterworfen ist, und dasselbe ergaben ihm auch seine Messungen für β Aurigae, den hellsten Algolstern, den man bis jetzt kennt. Die oben angegebene Unterscheidung zwischen dem Algoltypus und dem β Lyrae-Typus ist hiernach nicht mehr zutreffend; der Unterschied zwischen den beiden Gruppen ist vielmehr nur ein gradueller. Aber freilich ist dieser graduelle Unterschied so bedeutend, daß es empfehlenswert erscheint, die Unterscheidung zwischen den beiden Typen aufrechtzuerhalten.

Vom β Lyrae-Typus waren Ende 1921 20 Variable bekannt; der Hauptvertreter ist der Stern β Lyrae, von dem die Gruppe den Namen erhalten hat. Dieser Veränderliche besitzt eine Periode von $12^{d}91$, die durch

ein $6\frac{1}{2}$ Tage nach dem Hauptminimum eintretendes, nicht ganz so tiefes, sekundäres Minimum in zwei Teile zerlegt wird. Fig. 210 gibt die Form der Lichtkurve von β Lyrae; im Hauptminimum besitzt der Stern die Größe 4.5, im Nebenminimum 3.9 und in den beiden Maxima 3.4. Die Gesamtlänge der Periode nimmt allmählich zu, und zwar ist jede Periode um etwa $^2/_3{}^s$ länger als die vorhergehende.

Für β Lyrae ist ebenso wie für Algol die Trabanten-Hypothese als richtig erwiesen worden. Der Stern zeigt aber in spektroskopischer Beziehung außerordentlich komplizierte Verhältnisse. Sein Spektrum ist ein zusammengesetztes und besteht aus einem Absorptionsspektrum der Klasse B 8, welches über ein anderes der Klasse B 5 gelagert ist. Außerdem sind Emissionsbanden, besonders des Heliums und des Wasserstoffs, vorhanden. Das erste Spektrum erleidet in der Periode des Lichtwechsels starke Verschiebungen gegen das der Klasse B 5 und das Emissionsspektrum, und aus diesen Verschiebungen sind die in der Tabelle der spektroskopischen Doppelsterne angegebenen Elemente berechnet. Es ist bisher noch nicht gelungen, alle Erscheinungen, die das Spektrum bietet, zu erklären.

Bei den übrigen Sternen dieser Gruppe schwankt die Länge der Periode von 9 Stunden (U Pegasi) bis zu $198^{\text{d}}.5$ (W Crucis); die kurzen Perioden überwiegen aber bei weitem. Sieben von diesen 20 Sternen besitzen eine Periode von weniger als einem Tage, und bei sieben Sternen ist dieselbe größer als vier Tage. Die Amplitude hält sich bei den meisten Variabeln dieser Gruppe zwischen $0^{\text{M}}.5$ und $1^{\text{M}}.0$; nur bei vier Sternen ist sie größer als $1^{\text{M}}.0$, am größten ($2^{\text{M}}.1$) bei TT Ophiuchi.

Wir wollen nun die Verhältnisse, die bei den Verfinsterungsvariabeln bestehen, etwas näher ins Auge fassen. Wenn in einem solchen System beide Komponenten hell sind, so müssen während eines Umlaufes zwei Bedeckungen, also zwei Minima, eintreten, welche die ganze Periode in zwei gleiche oder ungleiche Teile zerlegen, je nachdem die Bahnen der Komponenten kreisförmig oder elliptisch sind, wie z. B. bei Y Cygni (solche Fälle sind äußerst selten und nie sehr ausgeprägt, denn die Exzentrizitäten sind immer nur klein). Ist einer der Sterne dunkel, so findet während einer Periode nur ein Minimum statt, und zwar dann, wenn der dunkle Begleiter vor den hellen tritt. Sind die Bedeckungen zentral, d. h. steht die kleinere Komponente ganz vor oder hinter der größeren, so bleibt die Helligkeit während der Minima eine Zeitlang konstant, wogegen es bei partiellen Finsternissen eine solche Phase konstanter Helligkeit nicht gibt. Eine zentrale Bedeckung kann natürlich nur stattfinden, wenn die Neigung der Bahnebene gegen den Visionsradius sehr klein ist. Wenn die Neigung größer ist, aber die beiden Sterne einander sehr nahe stehen, so wird wenigstens noch eine partielle Finsternis stattfinden können, während eine solche um so unwahrscheinlicher wird, je weiter der Begleiter vom Hauptstern absteht. Da nun

eine größere Entfernung auch eine größere Umlaufszeit bedingt, so müssen Finsternissterne von langer Periode sehr selten sein, und es wird verständlich, daß die bisher bekannten Veränderlichen dieser Art mit wenigen Ausnahmen sehr kurze Umlaufszeiten besitzen.

Wenn zwei Minima von ungleicher Tiefe vorhanden sind, so entspricht dasjenige mit dem größeren Lichtverluste der Bedeckung des helleren Sternes durch den schwächeren; sind aber beide Komponenten gleich hell, so sind auch beide Minima gleich tief. Wenn in diesem Falle die Bahnen der Sterne elliptisch sind, so unterscheiden sich die beiden Minima dadurch voneinander, daß sie in ungleichen Intervallen aufeinander folgen; sind die Bahnen aber kreisförmig, so gibt es überhaupt keinen Unterschied mehr zwischen den beiden Minima, und man kann daher aus den photometrischen Beobachtungen allein nicht entscheiden, ob die Zwischenzeit zwischen zwei aufeinander folgenden Minima der halben oder der ganzen Periode des Lichtwechsels entspricht. So wurde z. B. der von Müller und Kempf entdeckte Stern W Ursae majoris, der eine sehr kleine Periode besitzt ($4^h\,0^m.2$), zuerst allgemein zum ζ Geminorum-Typus (vierte Klasse) gerechnet. Später hat dann Russell gezeigt, daß sich die Lichtkurve dieses Sternes sehr gut unter der Annahme darstellen läßt, daß der Stern ein Verfinsterungs-Veränderlicher mit zwei gleich großen und gleich hellen Komponenten ist. Die beiden Minima sind infolgedessen einander gleich, und die ganze Periode beträgt nicht vier, sondern acht Stunden. Die Richtigkeit von Russells Annahme ist durch spektrographische Beobachtungen von Adams und Joy erwiesen worden.

Eine kontinuierliche Lichtänderung zwischen den Minima kann durch zwei verschiedene Annahmen erklärt werden. Die eine besteht darin, daß die beiden Komponenten keine kugelförmigen Körper sind. Wenn die beiden Sterne einander sehr nahe stehen, so hat die Gravitationskraft die Tendenz, die Sterne in der Richtung der Verbindungslinie ihrer Mittelpunkte in die Länge zu ziehen, wobei sie sehr nahe die Gestalt von dreiachsigen Ellipsoiden annehmen, deren größte Achsen während des ganzen Umlaufes der Körper stets aufeinander zu gerichtet bleiben. Steht die Verbindungslinie beider Komponenten senkrecht auf dem Visionsradius, so zeigen sie dem Beobachter eine größere Fläche, als in den Zeiten, zu welchen dies nicht der Fall ist, und daraus ergeben sich auch außerhalb der Zeiten der eigentlichen Verfinsterung kleine Helligkeitsänderungen. Durch die Annahme eines aus zwei ellipsoidischen, ungleich hellen Körpern bestehenden Systems läßt sich z. B. die Form der Lichtkurve von β Lyrae erklären.

Nach Russell kann aber eine kontinuierliche Lichtänderung auch noch auf eine andere Ursache zurückgeführt werden. Wenn nämlich die beiden Sterne einander sehr nahe sind, so wird vermutlich jeder Stern auf der Seite, die dem anderen zugekehrt ist, durch Erleuchtung und Erwärmung heller sein als auf der abgewandten Seite. Diese Erklärung trifft z. B. bei Algol,

RT Persei und Z Draconis zu. Endlich hat Russell noch darauf hingewiesen, daß man kaum berechtigt sein dürfte, die Scheiben der Sterne als gleichmäßig hell anzunehmen. Sie werden vielmehr ebenso wie die Sonne am Rande dunkler erscheinen als in der Mitte. Auch dieser Umstand übt einen Einfluß auf die Form der Lichtkurven aus; er ist stets nur gering, immerhin aber in einigen Fällen nachweisbar. Der Grad der Abnahme der Helligkeit nach dem Rande zu läßt sich nicht berechnen.

Wie nach den obigen Betrachtungen leicht verständlich ist, kann man aus der Lichtkurve der Verfinsterungsveränderlichen wichtige Aufschlüsse über die Beschaffenheit dieser Systeme erhalten. Zunächst läßt sich leicht das Verhältnis der Radien der beiden Komponenten zu der halben großen Achse der Bahn, die sie umeinander beschreiben, angeben und ebenso auch das Helligkeitsverhältnis beider Komponenten. Auch die Neigung und die Exzentrizität der Bahn, sowie die Abweichung der Komponenten von der Kugelgestalt kann man berechnen, und schließlich lassen sich, wie schon früher erwähnt wurde, wichtige Folgerungen über die Dichte der Sterne ziehen. Besonders Shapley hat diese Rechnungen für eine große Zahl von Verfinsterungsvariablen ausgeführt. Aus seiner Diskussion von 90 solcher Systeme haben sich einige statistische Resultate ergeben, die hier kurz angeführt werden sollen.

In keinem der untersuchten Systeme hat es sich als erforderlich herausgestellt, eine Komponente als ganz dunkel anzunehmen. In ungefähr $^2/_3$ aller Fälle ist die Helligkeitsdifferenz zwischen den beiden Komponenten nicht größer als 2^M und in keinem Falle größer als 4^M. In bezug auf die relative Größe der beiden Komponenten überwiegen die Systeme, in denen der schwächere Stern der größere ist. Wenn der schwächere Stern der kleinere ist, so ist der Größenunterschied meist nur gering. Dies ist auch sehr erklärlich, denn die Bedeckung eines großen hellen Sternes durch einen schwächeren, dessen Radius viel kleiner als die Hälfte des großen wäre, würde in der Regel gar nicht bemerkt werden. Wenn der Lichtverlust im Hauptminimum mehr als 2^M beträgt, so hat der schwache Stern oft mehr als das vierfache Volumen des helleren Sternes. Nimmt man an, daß die Massen beider Sterne eines Systems nahe gleich groß sind, so würde also in diesen Fällen die Dichtigkeit der schwächeren Komponente erheblich geringer sein als die der helleren. Unter den Sternen, deren geringstes Licht einige Zeit konstant bleibt, sind Systeme, bei denen der Begleiter sogar das zehnfache Volumen des helleren Sternes besitzt und kaum $^1/_{10}$ des Gesamtlichtes, z. B. RR Draconis. Ihrem Spektrum nach gehören die Sterne meist den Klassen B und A an, seltener sind die Klassen F und G und ganz selten ist die Klasse K vertreten. Von den interessanten Resultaten, die sich hinsichtlich der Dichte der Verfinsterungsvariabeln ergeben haben, ist bereits früher (S. 568) ausführlich die Rede gewesen.

Die Neigungen der Bahnen gegen die Gesichtslinie sind, wie schon erörtert wurde, natürlich meist sehr klein, bei einigen partiellen Bedeckungen kommen indessen große Neigungen vor. Die Exzentrizitäten sind durchweg sehr gering (wie es auch bei den spektroskopischen Doppelsternen kurzer Periode meist zutrifft); in weitaus den meisten Fällen genügt die Annahme einer Kreisbahn.

Die folgende Tabelle enthält als Beispiele die wichtigsten Elemente einiger Verfinsterungs-Systeme nach Shapley. P ist die Periode, Δ_1 die Helligkeitsamplitude im Hauptminimum, Δ_2 die im Nebenminimum, L die Helligkeit der helleren Komponente (die vereinte Helligkeit beider Komponenten ist gleich 1 gesetzt, so daß also $1-L$ die Helligkeit der schwächeren Komponente ist). Ferner sind r_1 und r_2 die Radien (bzw. bei ellipsoidischen Sternen die größten Halbachsen des Äquators) der helleren und der schwächeren Komponente, wobei als Einheit die große Halbachse der Bahn gilt. ε ist das Verhältnis der kleinsten zur größten Achse des Äquators, i die Neigung der Bahn gegen eine zur Gesichtslinie senkrechte Ebene. Die hier angegebenen Zahlen sind unter der Annahme gleichmäßig leuchtender Oberflächen der Sterne gerechnet worden.

	Spektrum	P	Δ_1	Δ_2	L	r_1	r_2	ε	i
		d	M	M					°
β Aurigae	A 0	3.96	0.09	0.09	0.50	0.15	0.15	0.99	77
S Cancri	A 0	9.48	2.12	0.02	0.86	0.08	0.20	1.00	83
RR Centauri	F 0	0.61	0.44	0.42	0.56	0.50	0.50	0.63	60
RZ „	A 0	1.88	0.46	0.34	0.74	0.49	0.25	0.90	78
U Cephei	A 0	2.49	2.39	0.05	0.89	0.21	0.32	1.00	90
W Crucis	G p	198.5	0.60	0.28	0.68	0.52	0.20	0.86	82
u Herculis	B 3	2.05	0.71	0.24	0.71	0.31	0.37	0.89	76
β Persei	B 8	2.87	1.27	0.06	0.91	0.21	0.23	1.00	83
RT „	F?	0.85	1.37	0.17	0.84	0.28	0.28	0.98	85
V Serpentis	A 0	3.45	0.94	0.24	0.59	0.19	0.30	0.95	83

Wie aus diesen Beispielen hervorgeht, sind die Sterne im Verhältnis zur Ausdehnung der relativen Bahn sehr groß. Bei dem β Lyrae-Stern RR Centauri findet sogar nach den obigen Zahlen Berührung beider Komponenten statt.

Bei denjenigen Verfinsterungsveränderlichen, in deren Spektrum die Linien beider Komponenten sichtbar und für die die spektroskopischen Bahnelemente bekannt sind, kann man, da aus der Lichtkurve die Bahnneigung i ermittelt werden kann, die Massen m_1 und m_2 beider Komponenten, ferner die große Halbachse A der relativen Bahn und die Radien r_1 und r_2 der Komponenten in Kilometern, wie auch die Dichten γ_1 und γ_2 berechnen. In der folgenden Tabelle geben wir diese Größen für eine Anzahl von Systemen;

als lineare Einheit ist der Sonnenradius gewählt, als Einheit der Massen und Dichten die Masse und Dichte der Sonne.

	Spektrum	A	r_1	r_2	m_1	m_2	γ_1	γ_2
β Aurigae	A 0	18	2.6	2.6	2.4	2.3	0.14	0.14
u Herculis	B 3	15	4.6	5.5	7.5	2.9	0.10	0.02
Z „	F 2	15	1.5	3.1	1.5	1.3	0.5	0.05
RX „	B 9	7.5	1.5	1.4	0.9	0.9	0.26	0.36
U Ophiuchi	B 5	13	3.2	3.2	5.3	4.7	0.18	0.16
W Ursae majoris	F 8	2.2	0.8	0.8	0.7	0.5	2.8	1.9
RS Vulpeculae	B 8	22	2.0	10.2	5.3	1.6	0.63	0.002

Die Komponenten von W Ursae majoris sind dreiachsige Ellipsoide; die große Halbachse des Äquators jeder Komponente ist 0.78, die kleine 0.58 Sonnenradien, die halbe Rotationsachse 0.54 Sonnenradien. Auch bei den anderen hier angeführten Sternen hat z. T. ellipsoidische Gestalt nachgewiesen werden können.

In manchen Fällen ist bei Verfinsterungsveränderlichen die photographische Helligkeits-Amplitude größer gefunden worden als die visuelle. Dies erklärt sich durch die Annahme, daß der größere, schwächere Stern röter ist als der andere. Während der normalen Helligkeit kommt nämlich das Licht hauptsächlich von dem helleren Sterne, der photographisch und visuell angenähert gleiche Helligkeit besitzt. Während des Hauptminimums ist der Hauptstern durch den roten Begleiter bedeckt, und es wirkt nur das rote Licht, das photographisch schwächer ist, also eine stärkere Helligkeitsabnahme als bei visueller Beobachtung ergibt. Bei U Cephei ist es sogar gelungen, während des Minimums das Spektrum des Begleiters zu photographieren. Es ergab sich als der Klasse K zugehörig, während die hellere Komponente ein Spektrum der Klasse A hat. Unzweifelhaft besitzen in solchen Fällen die schwachen, rötlichen Komponenten geringere Dichte als die kleineren, aber helleren weißen Hauptsterne.

Die bei einigen Verfinsterungssternen beobachteten kleinen Änderungen der Periode sind vielleicht auf Störungen zurückzuführen, die von einem dritten zu den betreffenden Systemen gehörenden Körper verursacht werden. Bei Algol ist das Vorhandensein eines dritten Körpers unzweifelhaft nachgewiesen, da, wie wir im vorigen Abschnitt gesehen haben, die Messungen der Radialgeschwindigkeiten ergeben, daß der Schwerpunkt des aus Algol und seinem Begleiter bestehenden Systems in 633 Tagen eine kreisförmige Bahn beschreibt; und in der Tat fand Schlesinger in den Periodenlängen Algols eine kleine Störung angedeutet, die dieser Schwerpunktsbewegung entspricht. Andererseits aber werden die beobachteten langsamen Änderungen der Periode Algols, die ganz neuerdings von Hellerich eingehend untersucht worden sind, nicht durch die Anwesenheit des erwähnten dritten Körpers erklärt.

Wir gehen nun zur Besprechung der vierten Klasse der Veränderlichen über. Die Sterne, die dieser Gruppe angehören, zeichnen sich ebenfalls durch Regelmäßigkeit in dem Verlaufe ihrer Lichtänderungen und durch kurze Perioden aus. Nach der früheren Definition sollte ihre Besonderheit, im Gegensatze zu den Algolsternen, darin bestehen, daß sich die Helligkeit bei ihnen beständig ändert und nicht wie bei jenen nur zu gewissen Zeiten. Wir haben aber gesehen, daß diese Unterscheidung nicht mehr stichhaltig ist, und haben daher die Sterne vom β Lyrae-Typus, die man früher zur vierten Klasse zählte, mit den Algolsternen zusammen zu einer Klasse vereinigt. Als charakteristisches Merkmal, das die vierte Klasse von den Verfinsterungsvariabeln unterscheidet, kann man somit jetzt nur noch das negative anführen, daß bei den Sternen dieser Gruppe der Lichtwechsel sich eben nicht durch die Bedeckungshypothese erklären läßt. Man rechnet zu dieser Klasse im allgemeinen nur diejenigen Variabeln, deren Periodenlänge etwa 45 Tage nicht übersteigt; diejenigen mit längeren Perioden zeigen teils in ihren Lichtschwankungen starke Unregelmäßigkeiten, so daß sie besser der Klasse der unregelmäßigen Veränderlichen oder auch dem Miratypus zugeteilt werden, teils ist ihr Lichtwechsel erst mangelhaft untersucht. Nach dem jetzigen Stande der Kenntnis haben RS Puppis und SS Geminorum die längsten Perioden (41^d bzw. 45^d) unter den zweifellos zur vierten Klasse gehörigen Sternen, die kürzesten RV Canum venaticorum und XX Cygni (je $3^1/_4$ Stunden). Die letztgenannten Sterne besitzen die kürzesten Perioden, die bisher überhaupt bei Veränderlichen bekannt sind. Die nachstehende Tabelle zeigt, wie sich die verschiedenen Periodenlängen auf die einzelnen Sterne der vierten Klasse verteilen. (Die in Sternhaufen aufgefundenen Veränderlichen sind in dieser Tabelle nicht berücksichtigt.) Sehr selten sind Sterne mit Perioden zwischen 1^d und 3^d; es sind nämlich nur 6 solcher Sterne bekannt. Man kann also sagen, daß die Veränderlichen der vierten Klasse ziemlich deutlich in zwei große Gruppen zerfallen, nämlich solche mit Perioden von weniger und von mehr als einem Tage.

Periodenlänge	Anzahl der Sterne
kürzer als 1 Tag	61
zwischen 1 und 5 Tagen	30
„ 5 „ 10 „	44
„ 10 „ 20 „	34
„ 20 „ 30 „	11
„ 30 „ 45 „	5
	185

Der Umfang der Lichtänderungen beträgt bei den meisten Sternen dieser Klasse ungefähr eine Größenklasse und übersteigt den Betrag von

zwei Größenklassen nur in wenigen Ausnahmefällen um einige Zehntel. Bemerkenswert ist noch, daß auch die Variabeln der vierten Klasse sich überwiegend in der Gegend der Milchstraße befinden; nur die mit Perioden von weniger als 1^d sind eigentümlicherweise über den ganzen Himmel verteilt.

Nach der Art des Lichtwechsels kann man bei den Sternen dieser Klasse drei verschiedene Typen unterscheiden: den *δ Cephei-Typus*, den *ζ Geminorum-Typus* und den *Antalgol-Typus*[1]).

Die charakteristische Eigentümlichkeit des δ Cephei-Typus besteht darin, daß die Zunahme der Helligkeit wesentlich schneller erfolgt als die Abnahme (siehe Fig. 211). Der aufsteigende Zweig der Kurve verläuft bei

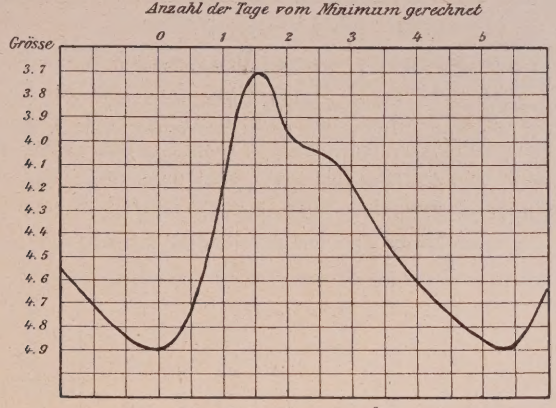


Fig. 211. Lichtkurve von δ Cephei.

den Veränderlichen dieser Gruppe ganz regelmäßig, der absteigende dagegen verhält sich bei den einzelnen Sternen verschieden. Zumeist, z. B. bei SU Cygni, erfolgt auch die Helligkeitsabnahme vollkommen regelmäßig; bei δ Cephei[2]), W Sagittarii u. a. tritt dagegen nicht lange nach dem Maximum ein Stillstand in der Helligkeitsabnahme ein (siehe Fig. 211), und in einigen seltenen Fällen, z. B. bei W Geminorum, findet sogar ein deutlich ausgeprägtes zweites Maximum statt, das aber an Helligkeit hinter dem ersten zurückbleibt.

Bei den Sternen vom ζ Geminorum-Typus sind die Zeiten der Helligkeitszunahme und -abnahme nahezu gleich, so daß die Lichtkurve ungefähr einer einfachen Sinuskurve entspricht (s. Fig. 212). Es gibt zahlreiche

[1]) Die Sterne dieses Typus bleiben allerdings im Minimum eine Zeitlang konstant, so daß sie damit der oben gegebenen Charakteristik der Klasse, daß sich die Helligkeit beständig ändere, widersprechen. Ihre übrigen Eigenschaften weisen sie aber entschieden in die vierte Klasse.

[2]) Bei δ Cephei haben neuere Untersuchungen den früher angenommenen Stillstand in der Helligkeitsabnahme nicht bestätigt.

Übergangsformen zwischen δ Cephei- und ζ Geminorum-Typus, so daß sich eine scharfe Grenze zwischen beiden Typen nicht ziehen läßt. Zu den ζ Geminorum-Sternen ist α Ursae minoris zu rechnen, dessen Helligkeitsamplitude indessen nur etwa $0^{M}.1$ beträgt.

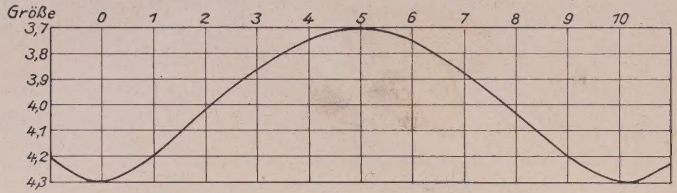


Fig. 212. Lichtkurve von ζ Geminorum.

Zu der Klasse der kurzperiodischen Variablen gehören endlich noch die Sterne vom Antalgoltypus. Hartwig hat diesen Namen für sie vorgeschlagen, weil sie in gewisser Beziehung die umgekehrte Erscheinung wie die Algolsterne (nach ihrer ursprünglichen Definition) darbieten. Ihre Helligkeit ist nämlich eine Zeitlang konstant, sinkt dann aber nicht wie die der Algolsterne zu einem Minimum hinab, sondern steigt sehr schnell zu einem

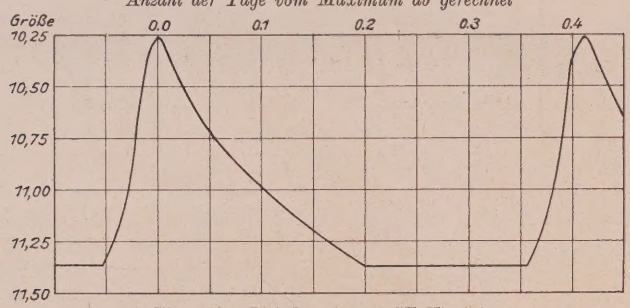


Fig. 213. Lichtkurve von ST Virginis.

Maximum empor, um sofort wieder, aber in sehr viel langsamerem Tempo, zu der konstanten Minimalhelligkeit abzunehmen. Sterne dieses Typus sind in besonders großer Zahl in kugelförmigen Sternhaufen gefunden worden, und er wird deshalb auch als Cluster- (Sternhaufen-) Typus[1]) bezeichnet. Außerhalb von Sternhaufen kommen sie verhältnismäßig selten vor. Sie sind sämtlich, selbst im Maximum, nur lichtschwach, ihre Perioden betragen nur einen Bruchteil des Tages (besonders häufig ungefähr einen halben Tag), und die Amplitude des Lichtwechsels beträgt gewöhnlich eine, in einigen Fällen auch zwei Größenklassen. Fig. 213 zeigt als ein Beispiel dieser Gruppe die

[1]) Man bezeichnet so auch manchmal alle Veränderlichen der vierten Klasse mit Perioden von weniger als 1^{d}.

Lichtkurve von ST Virginis. Die Periode dieses Sternes beträgt $9^h 52^m$, die der konstanten Minimalhelligkeit $3^h 46^m$. Zur Zeit der schnellsten Zunahme des Lichtes wächst die Helligkeit in 10^m um $^1/_4$ Größenklasse.

Die Sterne des Antalgoltypus sind von denen des δ Cephei-Typus nur graduell verschieden; eine scharfe Grenze läßt sich auch hier nicht ziehen, zumal es auch δ Cephei-Sterne gibt, die so kurze Perioden wie die Antalgolsterne besitzen. Wenn im folgenden von δ Cephei- und ζ Geminorum-Sternen die Rede ist, so sind die Antalgolsterne stets mit einbegriffen. Häufig faßt man alle Veränderlichen der vierten Klasse kurz unter der Bezeichnung „δ Cephei-Sterne" zusammen.

Man glaubte bis vor kurzem, daß der Lichtwechsel der Veränderlichen der vierten Klasse absolut regelmäßig sei, daß die Lichtkurven also von Periode zu Periode keine Änderungen aufweisen. Dem ist aber nicht immer so, es treten vielmehr häufig rasche, kleine Änderungen der Lichtkurven auf (z. B. bei XX Cygni); durchschnittlich aber behalten die Lichtkurven eines jeden Sternes dieser Klasse ihre Gestalt und Periode durchaus bei. In einigen Fällen hat man kleine säkulare Änderungen der Periode festgestellt, z. B. bei δ Cephei, dessen Periode jährlich um $0^s.08$ abnimmt.

Bei einer Anzahl von Variabeln der vierten Klasse in der kleinen Magellanschen Wolke hatte Miss Leavitt erkannt, daß die Periode um so länger ist, je größer die Helligkeit der Sterne ist. Shapley fand auf Grund einer eingehenden Diskussion, daß dies für alle Veränderlichen der vierten Klasse gilt; es besteht also ein gesetzmäßiger Zusammenhang zwischen der Periodenlänge P und der mittleren absoluten Größe M (die mittlere Größe ist das Mittel aus den Größen im Maximum und Minimum). Man kann also nach Shapleys Untersuchungen aus P die mittlere absolute Helligkeit berechnen. Für $P < 1^d$ ist M nahezu konstant gleich -0.4, für $P = 2^d$ ist $M = -1.2$, für $P = 5^d$, $M = -2.1$, für $P = 10^d$, $M = -3.2$, für $P = 20^d$, $M = -4.2$. Alle diese Veränderlichen sind also Riesensterne und enorm viel heller als die Sonne, deren absolute Helligkeit $+5^M$ beträgt. Aus der absoluten und der scheinbaren Helligkeit kann man ohne weiteres für diese Veränderlichen die Parallaxen berechnen, die durchgehends außerordentlich klein sind und meist nur einige Tausendstel oder Zehntausendstel der Bogensekunde betragen.

Die Spektra der Veränderlichen der vierten Klasse gehören, soweit die Periode einen Tag übersteigt, fast ohne Ausnahme den Klassen F, G und K an. Bei den Sternen mit Perioden von weniger als 1^d kommen häufig Spektra der ersten Klasse vor, doch ist wegen der Lichtschwäche dieser Objekte erst wenig über ihre Spektra bekannt.

Schon seit einer Reihe von Jahren war es auf Grund der Arbeiten von S. Albrecht bekannt, daß das Intensitätsmaximum im kontinuierlichen Spektrum der Veränderlichen der vierten Klasse eine periodische Verschiebung erfährt, indem es zur Zeit des Helligkeitsmaximums mehr nach Blau,

zur Zeit des Minimums mehr nach Rot hin liegt. (Aus dieser Farbenänderung erklärt sich die bei den meisten Sternen dieser Klasse beobachtete Tatsache, daß die Amplitude des Lichtwechsels größer gefunden wird, wenn man sie auf photographischem Wege bestimmt, als wenn man sie visuell ermittelt.) Neuerdings haben nun Untersuchungen, die besonders von Shapley herrühren, erkennen lassen, daß die Spektra der δ Cephei- und ζ Geminorum-Sterne während des Lichtwechsels überhaupt ihren Charakter ändern. So gehört δ Cephei im Helligkeitsmaximum der Klasse F0, im Minimum der Klasse G2 an, entsprechend η Aquilae den Klassen A8 und G5, der Antalgolstern RR Lyrae den Klassen B9 und F2, und während jeder Periode werden die Zwischenstufen zwischen den angegebenen Grenzwerten durchlaufen; namentlich sind es die Wasserstoff-Linien, welche sich ändern. Stets entspricht das Spektrum im Maximum einer höheren Temperatur als das im Minimum. Bei vielen von diesen Sternen hat man gefunden, daß ihr Spektrum mit dem der *c*-Sterne (vgl. S. 549) Verwandtschaft besitzt oder, wie man sagt, *ac*-Charakter trägt. Auch dies läßt schon auf große absolute Helligkeit schließen. Im Spektrum von W Serpentis und W Virginis sind auf dem Mount Wilson-Observatorium merkwürdigerweise helle Wasserstoff-Linien gefunden worden.

Es hat sich gezeigt, daß alle diese Variabeln veränderliche Radialgeschwindigkeiten besitzen, so daß man sie zunächst als spektroskopische Doppelsterne betrachten muß. Die Umlaufszeit ist stets gleich der Periode des Lichtwechsels. Da in allen Fällen nur das Spektrum der einen Komponente sichtbar ist, so muß die zweite dunkel oder mindestens erheblich schwächer sein als die erste. Die Verhältnisse liegen aber insofern anders als bei den Verfinsterungsvariabeln, als das Helligkeitsmaximum kurz vor der größten Annäherungsgeschwindigkeit, das Helligkeitsminimum kurz vor der größten von uns weg gerichteten Geschwindigkeit eintritt, die Lichtänderung also jedenfalls nicht durch eine Bedeckung hervorgebracht wird.

Die nachstehende Tabelle enthält die bisher ermittelten spektroskopischen Bahnelemente von Veränderlichen der vierten Klasse; einige erst unsicher bestimmte Bahnen sind fortgelassen.

Auffallend ist es, daß die Exzentrizität der Bahnen bei diesen Sternen durchweg größer ist (im Mittel 0.3), als es sonst bei spektroskopischen Doppelsternen mit so kurzer Periode der Fall ist, daß die ω fast alle in oder nahe dem ersten Quadranten liegen, und daß die $a \sin i$ sehr klein sind, die vom Hauptstern beschriebene Bahn also durchweg sehr eng ist. Aus letzterem Umstande muß man schließen, daß entweder die Masse der Systeme sehr gering ist, was aber wegen der großen absoluten Helligkeiten dieser Sterne als sehr unwahrscheinlich gelten darf, oder aber, daß der dunkle Begleiter im Verhältnis zur hellen Komponente eine sehr kleine Masse hat.

Stern	P	γ	$2K$	ϵ	ω	$a \sin i$	Berechner
	d	km	km		°		
η Aquilae	7.18	— 14	40	0.47	64	1.9	Wright u. Van Lummel
RT Aurigae	3.73	+ 21	36	0.37	95	0.9	Duncan
l Carinae	35.52	+ 4	38	0.36	100	8.6	R. E. Wilson u. Huffer
δ Cephei	5.37	— 17	39	0.48	85	1.3	Moore
X Cygni	16.39	+ 9	56	0.25	101	6.1	Duncan
ζ Geminorum	10.15	+ 7	26	0.22	333	1.8	Campbell
R R Lyrae	0.57	— 68	44	0.26	111	0.17	Kiess u. Prager
Y Ophiuchi	17.12	— 5	15	0.16	202	1.8	Albrecht u. Miss Udick
W Sagittarii	7.59	— 29	39	0.32	70	1.9	R. H. Curtiss
X „	7.01	— 14	30	0.40	94	1.3	Moore
Y „	5.77	var.	39	0.21	43	1.5	Duncan
S Z Tauri	3.15	— 3	22	0.24	77	0.46	Haynes
α Ursae min.	3.97	var.	6	0.13	80	0.16	Miss Hobe
T Vulpeculae	4.44	— 1	35	0.44	104	1.0	Albrecht u. Beal

Untersuchungen von Ludendorff haben gezeigt, daß die Amplituden $2K$ der Radialgeschwindigkeiten bei diesen Sternen ungefähr den Helligkeitsamplituden proportional sind; ferner fand er, daß in einigen Fällen die Geschwindigkeitskurven wahrscheinlich Änderungen unterworfen sind, wie es auch bei den Lichtkurven mitunter der Fall ist. (Untersuchungen von Duncan an Y Sagittarii haben diese Veränderungen der Geschwindigkeitskurve bestätigt.) Daneben kommen verhältnismäßig häufig andere Besonderheiten der Geschwindigkeitskurven vor, nämlich Abweichungen von der einfachen elliptischen Bewegung (z. B. ζ Geminorum) oder eine Veränderlichkeit der Bewegung des Schwerpunktes, z. B. bei α Ursae minoris, dessen Schwerpunkt eine Bahn mit mindestens 20 Jahren Umlaufszeit beschreibt.

Nachdem wir die teilweise recht verwickelten Erscheinungen kennen gelernt haben, die die Veränderlichen der vierten Klasse uns darbieten, gehen wir zu der Betrachtung der Theorien über, die zur Erklärung dieser Erscheinungen aufgestellt worden sind. Solcher Theorien gibt es sehr viele, aber keine von ihnen erfüllt ihren Zweck befriedigend, und es können uns hier nur die wichtigsten beschäftigen. Die meisten dieser Erklärungsversuche gehen davon aus, daß wir in den δ Cephei- und ζ Geminorum-Sternen augenscheinlich Doppelstern-Systeme vor uns haben. Duncan nimmt an, daß die helle Komponente von einer dichten, stark absorbierenden Atmosphäre umgeben ist, die unsichtbare Komponente dagegen von einer außerordentlich dünnen Atmosphäre, die aber so weit reicht, daß die Bahn des hellen Sternes noch ganz von ihr umschlossen ist. Durch den Widerstand, den die Atmosphäre des hellen Sternes in diesem Mittel erleidet, wird sie bei der Vorwärtsbewegung des Sternes zurückgedrängt, so daß sie auf der bei der Bewegung vorangehenden Seite des Sternes weniger tief ist als auf der nachfolgenden und daher auch weniger von dem Lichte des Sternes absorbiert. Unter diesen

Verhältnissen wird uns also in der Tat der Stern am hellsten erscheinen, wenn er sich gerade auf uns zu bewegt, und am schwächsten im entgegengesetzten Teile der Bahn, genau, wie es nach den Beobachtungen der Fall sein soll. Gegen die Duncansche Hypothese spricht aber entscheidend schon der Umstand, daß die dunkle Komponente, wie wir oben sahen, im Verhältnis zu der hellen eine sehr geringe Masse besitzen muß. Es ist daher nicht zu erklären, wie die dunkle Komponente trotzdem von einer so ungeheuer ausgedehnten Atmosphäre umgeben sein soll.

Guthnick nimmt in seiner Theorie der δ Cephei-Sterne an, daß der kleine Begleiter eine ungleichmäßige Verteilung der Helligkeit auf dem Hauptstern hervorruft, und erklärt auf diese Weise, sowie durch weitere verwickelte Annahmen den Wechsel von Helligkeit und Spektraltypus. Demgegenüber muß man die Frage erheben, warum bei spektroskopischen Doppelsternen mit größeren Begleitern niemals ein ausgesprochen δ Cephei-artiger Lichtwechsel von demselben Betrage wie bei den δ Cephei-Sternen beobachtet wird.

Während auch andere Forscher, z. B. Hagen, an der Doppelstern-Theorie der Veränderlichen der vierten Klasse unbedingt festhalten, hat sich seit kurzem eine neue Theorie viele Freunde erworben, nach der diese Sterne trotz der beobachteten periodischen Linienverschiebungen überhaupt keine Doppel-, sondern einfache Sterne sind. Nach dieser namentlich von Eddington mathematisch ausgebauten *Pulsations-Theorie* kommen die Änderungen der Helligkeit und der Radialbewegung dadurch zustande, daß die Gasbälle, als welche wir diese Veränderlichen zu betrachten haben, sich periodisch ausdehnen und wieder zusammenziehen, also Schwingungen (Pulsationen) vollführen. Mathematisch-physikalisch ist so etwas sehr wohl denkbar, wenngleich wir über die letzte Ursache dieser Pulsationen nichts Sicheres wissen. Aber auch diese Theorie vermag noch keineswegs, alle an den Veränderlichen der vierten Klasse gemachten Wahrnehmungen zwanglos zu erklären.

Es sei an dieser Stelle bemerkt, daß Guthnick bei einer Reihe von spektroskopischen Doppelsternen, z. B. β Cephei, ζ^1 Ursae majoris, durch sehr genaue lichtelektrische Messungen Lichtschwankungen von geringem Betrage (meist nur einigen Hundertsteln der Größenklasse) entdeckt hat, die Ähnlichkeit mit denen der δ Cephei- und ζ Geminorum-Sterne haben. So besitzt β Cephei (Spektrum B1) ohne Zweifel eine gewisse Verwandtschaft mit dieser Klasse von Veränderlichen[1]). Bei einigen unter den von Guthnick beobachteten Sternen sind neben dem δ Cephei-artigen Lichtwechsel auch Verfinsterungen wie bei den Algolsternen angedeutet. Die Lichtkurven sind in vielen Fällen veränderlich, überhaupt die ganzen Erscheinungen so außerordentlich kompliziert, daß wir hier nicht näher darauf eingehen können.

[1]) Die Periode von β Cephei ist 0^d19, die Amplitude der Radialgeschwindigkeit und die Schwerpunktsgeschwindigkeit sind veränderlich. Der Stern gehört als spektroskopischer Doppelstern zum β Canis majoris-Typus (S. 631).

Ehe wir unsere Betrachtungen über die Veränderlichen der vierten Klasse zum Abschluß bringen, haben wir uns noch mit den in den Sternhaufen gefundenen Sternen dieser Art zu beschäftigen; sie bilden eine der interessantesten Erscheinungen auf dem Gebiete der veränderlichen Sterne.

Gegen Ende des vorigen Jahrhunderts fand Bailey auf dem Observatorium zu Arequipa, einer Zweigstation des Harvard-Observatoriums, mit Hilfe der Photographie, daß mehrere der kugelförmigen Sternhaufen eine ganz überraschend große Zahl von veränderlichen Sternen enthalten. In 23 Sternhaufen, welche daraufhin untersucht wurden, entdeckte er unter 19 000 Sternen über 500 Veränderliche. Bei weitem die größte Zahl lieferte der Haufen Messier 3, welcher unter 900 näher untersuchten Sternen 137 Veränderliche enthielt, zu denen nachträglich noch eine Anzahl weiterer, von Shapley und Larink entdeckter gekommen ist; dann folgten ω Centauri und Messier 5 mit 128 bzw. 87 Variabeln unter 3000 bzw. 900 Sternen. In dem großen Sternhaufen im Herkules (Messier 13) dagegen fanden sich unter 1000 Sternen, die geprüft wurden, nur 2 Veränderliche; später haben aber Barnard und Shapley in diesem Sternhaufen noch einige weitere Veränderliche entdeckt.

Bei ω Centauri ist es möglich gewesen, für 95 Veränderliche die Perioden und Lichtkurven mit ziemlicher Genauigkeit zu bestimmen. Dabei hat sich das bemerkenswerte Resultat ergeben, daß bei fast allen diesen Sternen die Periodenlänge kleiner als 24 Stunden ist. Nur bei 5 Sternen ist sie größer als 1 Tag, nämlich $1^1/_3$, 15, 29, 297 und 484 Tage. Sieht man von diesen Sternen ab, die auch in anderer Beziehung aus dem Rahmen der übrigen herausfallen, so lassen sich alle Variabeln in drei verschiedene Gruppen einteilen, und zwar gehören sie nach der Form der Lichtkurven zum ζ Geminorum-, δ Cephei- und Antalgol-Typus. Die Helligkeit der Sterne ist durchweg sehr gering und übersteigt selbst im Maximum bei keinem die Größe 12.6. Bei den Sternen der ersten Gruppe beträgt die Helligkeitsschwankung meist nur etwa eine halbe Größenklasse, und die Periode umfaßt 8 bis 10 Stunden. Bei der zweiten Gruppe ist die Amplitude gewöhnlich nicht ganz eine Größenklasse, und die Periode liegt zwischen 15 und 20 Stunden. Bei den Antalgolsternen endlich, zu denen von den 95 näher untersuchten Veränderlichen 37 gehören, ist der Betrag der Helligkeitsänderung meist etwas größer als eine Größenklasse, und die Periode hält sich zwischen 12 und 15 Stunden.

Die in den beiden anderen Sternhaufen, Messier 3 und Messier 5, gefundenen Veränderlichen gehören mit wenigen Ausnahmen sämtlich dem Antalgoltypus an, und ihre Perioden liegen, ebenfalls mit wenigen Ausnahmen, zwischen $0^d.4$ und $0^d.6$. In Messier 15, in dem Bailey ebenfalls zahlreiche (66) Veränderliche gefunden hat, ist der ζ Geminorum-Typus häufig vertreten.

Ferner sind in den beiden Magellanschen Wolken durch Miss Leavitt fast 1800 Variable entdeckt worden, von denen aber erst wenige genauer unter-

sucht werden konnten. Diese haben Perioden von $1^1/_4$ bis zu 127 Tagen und gehören zum δ Cephei-Typus. Wie schon erwähnt, fand Miss Leavitt bei diesen Sternen einen Zusammenhang zwischen Länge der Periode und Helligkeit.

Über die Spektra der Veränderlichen in Sternhaufen ist noch sehr wenig bekannt, da sie alle sehr schwach sind. Shapley fand durch Bestimmung des Farbenindex von 14 Veränderlichen in Messier 3, daß sie der Spektralklasse A angehören.

Die dritte Klasse der Veränderlichen umfaßt zunächst alle diejenigen Sterne, bei denen zwar Helligkeitsänderungen nachgewiesen sind, die aber keine oder nur geringe Gesetzmäßigkeit erkennen lassen. Diese unregelmäßigen Variabeln sind in ihrer überwiegenden Mehrzahl rötlich gefärbt und weisen nur geringe Helligkeitsschwankungen regelloser Art auf, wenn auch zuweilen Perioden angedeutet sind. (Nur bei verhältnismäßig wenigen ist die Amplitude größer als zwei Größenklassen.) Sie gehören meist den Spektralklassen M und N an, einzelne auch der Klasse K. Über den Lichtwechsel ist bei den meisten nur wenig bekannt, da wegen der roten Färbung die Bestimmung der Helligkeit Schwierigkeiten bereitet. Die Grenze zwischen diesen Sternen und denen der Mira-Klasse ist nicht scharf zu ziehen. (So rechnet man z. B. mehrere Sterne der Spektralklasse N zu den Mira-Sternen, für die sonst die Klasse Md charakteristisch ist, und andererseits werden einige Variable der Spektralklasse Md zu den unregelmäßigen gerechnet.) Beispiele für diese Art von Veränderlichen, von denen gegenwärtig etwa 300 bekannt sein mögen, sind α Cassiopejae (K), α Orionis (Ma), μ Cephei (Ma), α Herculis (Mb), ϱ Persei (Mb), U Hydrae (N). Man erklärt den Lichtwechsel bei diesen Sternen in der Regel durch die Annahme veränderlicher Fleckenbildungen. Es ist aber zu bedenken, daß wir in diesen Veränderlichen zumeist Riesensterne von sehr geringer Dichte vor uns haben, und da ist es schwer, einzusehen, wie es zu Fleckenbildungen wie auf der Sonne kommen kann; z. B. gehört α Orionis zu den absolut hellsten Sternen, die wir kennen.

Man kann nun noch mehrere andere Arten unregelmäßiger Veränderlicher unterscheiden, die aber alle nur relativ selten auftreten. Am besten ist vielleicht die folgende Einteilung, in die sich die unregelmäßigen Veränderlichen, soweit sie nicht der eben geschilderten Gruppe angehören, fast ausnahmslos einreihen lassen:

1) Sterne vom RV Tauri-Typus. Diese zeichnen sich dadurch aus, daß zwischen zwei Hauptminima in der Regel ein sekundäres liegt. Die Lichtkurven sind aber sehr veränderlich, bisweilen bleiben die Nebenminima aus, bisweilen sind sie ebenso tief wie die Hauptminima, ja bisweilen vertauschen sich Haupt- und Nebenminima. Auch die Maxima sind in ihrer Helligkeit veränderlich. Die Lichtkurven gleichen zeitweise denen des β Lyrae-Typus, zeitweise auch denen des δ Cephei- oder ζ Geminorum-Typus. Auch die

Periode ist keineswegs völlig konstant. Am genauesten ist von diesen Sternen RV Tauri durch Van der Bilt untersucht; bei diesem Sterne beträgt der Abstand zweier Hauptminima durchschnittlich 78^d. Andere zu dieser Gruppe gehörende Sterne sind z. B. R Sagittae ($P = 70^d$) und R Scuti ($P = 140^d$). Bei letzterem Stern sind die Helligkeitsschwankungen manchmal sehr beträchtlich (4 bis 5 Größenklassen). Im Maximum hat R Scuti ein Spektrum der Klasse G 5 mit zeitweise hellen Wasserstofflinien, im Minimum ein solches der Klasse Ma. Die Radialgeschwindigkeit scheint konstant zu sein. Sonst ist über die Spektra dieser Art von Sternen wenig bekannt, vorwiegend gehören sie jedenfalls der zweiten und dritten Spektralklasse an. Eine Erklärung für den Lichtwechsel fehlt noch gänzlich.

2) Sterne vom U Geminorum-Typus. U Geminorum, 1855 von Hind gefunden, ist längere Zeit hindurch ziemlich konstant, und zwar ungefähr von der 13. Größe. In unregelmäßigen Intervallen, die zwischen 2 und 5 Monaten schwanken, wächst die Helligkeit innerhalb weniger Tage bis etwa zur 9. Größe an und sinkt darauf nach kürzerem oder längerem Verweilen im Maximum etwas langsamer wieder zur konstanten Minimalhelligkeit hinab. Die kurzen und langen Maxima wechseln miteinander ab. Im Mittel beträgt die Periode des Lichtwechsels etwa 86 Tage; das Spektrum des Sternes scheint zur Klasse F zu gehören.

Ähnlich dem Verhalten von U Geminorum ist das des Veränderlichen SS Cygni; manchmal, z. B. in den Jahren 1907—09, waren seine Helligkeitsänderungen aber ganz unregelmäßig. Weitere Sterne, die zum U Geminorum-Typus gehören, sind z. B. SS Aurigae und UV Persei. Auch hier fehlt noch jede Erklärung des Lichtwechsels.

3) Sterne vom R Coronae-Typus. R Coronae borealis ist einer der am längsten bekannten Veränderlichen; er ist im Jahre 1795 von Pigott entdeckt und vom Jahre 1843 an ohne wesentliche Unterbrechung beobachtet worden. Nach einer zusammenfassenden Diskussion aller Beobachtungen durch Ludendorff bleibt der Stern oft jahrelang unverändert sechster Größe; dann nimmt er plötzlich, manchmal in wenigen Wochen, manchmal in einigen Monaten, um mehrere (bis zu 9) Größenklassen ab, um unter unregelmäßigen Schwankungen, bisweilen schnell, bisweilen erst nach Jahren, wieder zur sechsten Größe anzuwachsen. Das Spektrum des Sternes gehört zur Klasse F, nur fehlen auffallenderweise die Wasserstofflinien. Von einigen Beobachtern sind Veränderungen im Spektrum sowie das Auftreten von hellen Linien behauptet worden. Die Radialgeschwindigkeit scheint konstant zu sein. Zur R Coronae-Gruppe ist nach dem gegenwärtigen Stande der Kenntnis etwa ein Dutzend Sterne zu rechnen, z. B. X Persei, RY Sagittarii und der nahe bei einem veränderlichen Nebel gelegene Veränderliche T Tauri. Alle diese Sterne außer R Coronae selbst liegen nahe der Milchstraße, einige von ihnen in Nebeln. Die Spektra einer Anzahl von ihnen haben Ähnlichkeit

mit dem Spektrum der neuen Sterne. Nach Ansicht von Ludendorff, der diese Sterne näher untersucht hat, findet das charakteristische Merkmal der Lichtkurven — die oft lange dauernde Konstanz in einer normalen Helligkeit, unterbrochen durch meist scharf einsetzende Minima, — eine einfache Deutung, wenn wir annehmen, daß sich vor dem Stern zeitweise absorbierende kosmische Nebel- oder Staubmassen vorüber bewegen, deren Vorhandensein im Weltraum allgemein zugegeben wird, bzw. daß sich der Stern durch solche Massen hindurchbewegt und zeitweise aus ihnen hervortritt. Die Bewegung durch die Wolke kann in dem Spektrum des Sternes jene Eigentümlichkeiten erzeugen, die an das Spektrum der neuen Sterne erinnern. Auch die neuen Sterne sollen ja nach der Seeligerschen Theorie dadurch entstehen, daß ein Stern in eine kosmische Wolke eindringt.

4) Nova-ähnliche veränderliche Sterne. Diese bilden einen Übergang zu den eigentlichen neuen Sternen. Das bekannteste Beispiel für sie ist η Argus, auch η Carinae genannt. Bis zu Anfang des 19. Jahrhunderts wurde dieser Stern nur gelegentlich beobachtet, wenn nämlich Astronomen nach der südlichen Halbkugel der Erde kamen. So notierte ihn Halley 1677 als Stern vierter Größe, Pater Noël zwischen 1685 und 1689 als zweiter Größe, ebenso Lacaille 1751, Burchell, der zuerst auf die Veränderlichkeit aufmerksam machte, 1827 als erster Größe. Nach J. Herschels Beobachtungen erreichte er ein Maximum Anfang Januar 1838, indem er dem vierthellsten Stern des Himmels, α Centauri, an Helligkeit gleichkam. Von da an nahm er allmählich bis April 1839 ab, war aber immer noch so hell wie Aldebaran. Bis Anfang 1843 blieb er nahe in dieser Helligkeit; im April 1843 jedoch wuchs er rasch gewaltiger als je, so daß er nur dem Sirius nachstand. Während der folgenden 25 Jahre nahm er nun stetig ab, war 1867 dem bloßen Auge gerade noch sichtbar und verschwand für dasselbe im nächsten Jahre gänzlich; gegenwärtig ist er ungefähr 8. Größe. η Argus steht in einem der größten und merkwürdigsten Nebelflecke des Himmels und dürfte wohl physisch mit diesem verbunden sein. Das Spektrum von η Argus ähnelt dem Spektrum der neuen Sterne in frühem Stadium, ein weiterer Grund, η Argus als eine Art Übergang zu diesen anzusehen.

Ein weiteres Beispiel für diese selten vorkommende Art von Sternen bildet T Pyxidis. Dieser Stern ist gewöhnlich außerordentlich schwach, erhob sich aber 1890 und 1902 bis zur Helligkeit $7^{M}5$. 1920 wurde er wieder hell (7^{M}) und zeigte ein typisches Nova-Spektrum. Eine scharfe Grenze zwischen derartigen Veränderlichen und den eigentlichen neuen Sternen läßt sich offenbar nicht ziehen.

Wir verlassen nunmehr die unregelmäßigen Veränderlichen und wenden uns denen der zweiten Klasse zu, den langperiodischen Variabeln, die man gewöhnlich als „Mira-Sterne“ bezeichnet. Diese Klasse zählt sehr zahlreiche Mitglieder; für mehr als 600 von ihnen sind die Perioden bereits bekannt.

Die kürzeste Periode, die man bisher bei einem ohne Zweifel der Mira-Klasse angehörigen Sterne mit Sicherheit festgestellt hat, ist 90^d (bei T Centauri), die längste 611^d (bei S Cassiopejae). Am häufigsten sind Perioden zwischen 200^d und 400^d (bei etwa 70% der Mira-Sterne), dagegen sind Perioden von weniger als 150^d und mehr als 450^d recht selten. Die Perioden sind aber bei diesen Sternen keineswegs völlig konstant, sondern unterliegen mehr oder weniger beträchtlichen, in manchen Fällen selbst wieder periodischen Schwankungen um einen Durchschnittswert. Bei manchen Sternen hat man auch fortdauernde Änderungen der Periode wahrgenommen; so hat die von R Hydrae von 1784 bis zur Gegenwart sich von etwa 500^d auf etwa 400^d verkleinert. Auch die Lichtkurven sind in verschiedenen Perioden meist nicht völlig gleich, sondern zuweilen sehr ansehnlichen Änderungen unterworfen, sowohl in betreff der Gestalt, als auch in betreff der Maximal- und Minimalhelligkeit. Die Zunahme der Helligkeit erfolgt bei weitaus den meisten Mira-Sternen rascher als die Abnahme, wie dies auch bei den δ Cephei-Sternen der Fall ist, doch ist die Asymmetrie der Lichtkurven in der Regel nicht so groß als bei den letzteren. Bei den Mira-Sternen zeigt sich in der Verteilung an der Sphäre keine Bevorzugung der Milchstraße.

Den Namen hat diese Gruppe der Veränderlichen von dem Sterne Mira Ceti erhalten, dessen merkwürdige Helligkeitsänderungen schon erwähnt worden sind. Die Periode dieses Sternes beträgt im Mittel 332 Tage, schwankt aber im einzelnen zwischen 320 und 370 Tagen. Die Helligkeit ist in den einzelnen Maxima sehr verschieden; in den hellsten erreicht der Stern die erste, in den schwächsten aber nur die vierte oder fünfte Größenklasse. Die Minimalhelligkeiten sind ebenfalls verschieden, gewöhnlich aber von der achten bis neunten Größe; auch die Form der Lichtkurve wechselt stark.

Das Spektrum von Mira Ceti ist außerordentlich charakteristisch; es besteht aus einem Absorptionsspektrum der Klasse M mit darüber gelagerten hellen Linien. Man bezeichnet diese Abart der Klasse M mit Md. Die hellen Linien sind gegen die dunklen etwas nach Violett hin verschoben, im Gegensatz zu den neuen Sternen, bei denen sich, wie wir im nächsten Abschnitte sehen werden, die hellen Linien auf der weniger brechbaren Seite der dunklen befinden. Unter den hellen Linien treten die des Wasserstoffs besonders intensiv hervor; außer ihnen sind noch Linien des Eisens, Siliziums, Magnesiums und einiger anderer Elemente, neuerdings auch die Helium-Linie λ 4472 beobachtet worden. Die Sichtbarkeit der einzelnen Wasserstofflinien ist sehr verschieden. $H\alpha$, $H\beta$, $H\varepsilon$ sind meistens überhaupt nicht vorhanden; $H\gamma$ und $H\delta$ sind stets zu sehen, aber ihre Intensitäten, auch die relativen, unterliegen starken Schwankungen. In der Nähe des Maximums sind diese beiden Linien häufig doppelt oder gar dreifach gesehen worden. Im Minimum sind nach Beobachtungen von Adams und Joy die hellen Wasserstofflinien stark ver-

breitert und nach Rot verschoben. Die hellen Linien des Eisens, Magnesiums usw. ändern ebenfalls ihre Intensitäten mit dem Lichtwechsel des Sternes, aber sie werden im Gegensatz zu den Wasserstofflinien heller, wenn der Stern abnimmt. Adams und Joy haben darauf aufmerksam gemacht, daß diese gegen das Minimum hin heller werdenden Linien solche sind, die in irdischen Lichtquellen bei abnehmender Temperatur an Helligkeit wachsen. Auch die Absorptionsbanden, die im Spektrum von Mira Ceti wie bei allen Sternen der Spektralklasse M auftreten, werden bei Abnahme der Helligkeit stärker. Alles dies deutet darauf hin, daß die Temperatur des Sternes im Minimum niedriger ist als im Maximum.

Das Spektrum von *o* Ceti ist typisch für die ganze Klasse der Mira-Sterne, wenn sich auch im einzelnen mancherlei Unterschiede vorfinden; es ist so charakteristisch, daß man in vielen Fällen erst durch das Spektrum auf die Veränderlichkeit des Sternes aufmerksam geworden ist. Nur wenige Mira-Sterne gehören nicht der Klasse Md an, sondern anderen Unterabteilungen der Klasse M oder aber der Klasse N. Einige wenige haben helle Wasserstofflinien über einem Absorptionsspektrum, welches einem solchen der Klasse R ähnelt, und für welches man neuerdings die Bezeichnung „Spektralklasse S" vorgeschlagen hat. Als besondere Merkwürdigkeit verdient erwähnt zu werden, daß im Spektrum von R Aquarii die für das Spektrum der Gasnebel charakteristischen Linien als Emissionslinien aufgefunden worden sind, während das Spektrum im übrigen der Klasse Md angehört.

Die Radialgeschwindigkeiten der Mira-Sterne sind von Merrill auf dem Detroit-Observatorium untersucht worden. Bei keinem einzigen unter 43 solcher Sterne konnte er Veränderungen derselben feststellen; die Mira-Sterne sind also in der Regel jedenfalls keine spektroskopischen Doppelsterne. Die durchschnittliche absolute Radialgeschwindigkeit der Mira-Sterne ist auffällig groß, nämlich etwa 33 km. Ludendorff und Heiskanen haben darauf aufmerksam gemacht, daß die Radialgeschwindigkeiten der Mira-Sterne mit längeren Perioden durchschnittlich kleiner zu sein scheinen als die derjenigen mit kürzeren Perioden, und ersterer hat ferner gefunden, daß die Violett-Verschiebung der hellen Wasserstofflinien im Helligkeitsmaximum in enger Beziehung zum Wert der Periode steht, so daß längeren Perioden größere Verschiebungen entsprechen.

Zur Erklärung des Lichtwechsels der Mira-Sterne sind verschiedene Theorien aufgestellt worden; keine aber vermag alle beobachteten Erscheinungen, zumal die spektroskopischen, vollkommen klarzulegen. Nach dem heutigen Stande der Kenntnis scheiden zunächst die Hypothesen aus, bei denen die Mira-Sterne als Doppelsterne betrachtet werden (Klinkerfues-Wilsingsche Fluthypothese), denn wir sahen soeben, daß die Radialgeschwindigkeiten dieser Sterne, mindestens in der Regel, konstant sind. Weit mehr hat eine Theorie für sich, die die Veränderlichkeit der Sterne vom Mira-Typus nach

Analogie der an der Sonne beobachteten Vorgänge zu erklären sucht. Befände sich die Sonne in der Entfernung der nächsten Sterne, und könnte man ihr Licht hinreichend genau messen, so würde man finden, daß es infolge der Fleckenbildungen kleinen Schwankungen von elfjähriger Periode unterliegt, daß sie also ein, wenngleich sehr wenig, veränderlicher Stern ist; wir könnten die Sonnenfleckenperiode aus der Beobachtung des Lichtwechsels der Sonne erkennen. Nun sind zwar die Schwankungen in der Helligkeit der Sonne entsprechend größerer oder geringerer Fleckenzahl so unbedeutend, daß auch unsere genauesten photometrischen Messungen zu ihrer Wahrnehmung nicht ausreichen; es ist aber sehr wohl denkbar, daß die Fleckenbildung, welche sich bei der Sonne selbst zur Zeit des Maximums noch nicht auf den tausendsten Teil der Oberfläche erstreckt, bei den Mira-Sternen eine ungleich größere Ausdehnung erreicht.

Zugunsten dieser Annahme spricht die Tatsache, daß die langperiodischen Veränderlichen der dritten Spektralklasse angehören, und daß das Spektrum der Klasse M Ähnlichkeit mit dem der Sonnenflecke besitzt. Man darf annehmen, daß der durch weitere Abkühlung bedingte Übergang der Sterne von der zweiten in die dritte Klasse sich durch vermehrte Fleckenbildung kennzeichnet, so daß schließlich die ganze Oberfläche des Sternes von Flecken bedeckt ist. Die Veränderlichkeit wird wesentlich vor diesem letzten Zustande zutage treten, entweder dadurch, daß sich die Menge der Flecke periodisch ändert, entsprechend unserer elfjährigen Sonnenfleckenperiode, oder dadurch, daß eine ungleichmäßige Verteilung der Flecke statthat und die Rotation die Helligkeitsänderungen bedingt; auch ist nicht ausgeschlossen, daß beide Ursachen gemeinsam wirken. Nimmt man ferner an, daß auf dem Veränderlichen auch Gebilde vorhanden sind, die den Fackeln, Flocken und Protuberanzen der Sonne entsprechen, so findet auch das Auftreten der hellen Linien eine Erklärung. Doch müßten auch diese Erscheinungen auf dem Sterne wesentlich stärker entwickelt sein als auf der Sonne. Allerdings ist nach den bisher vorliegenden, nicht sehr zahlreichen Parallaxenbestimmungen von Mira-Sternen anzunehmen, daß diese im Maximum Riesen-Sterne sind, also sehr geringe Dichte haben. Dann aber ist es schwer, sich auf ihnen so ausgedehnte Fleckenbildungen, wie sie obige Theorie erfordert, vorzustellen.

Wir haben bereits bei der Besprechung der unregelmäßigen Veränderlichen erwähnt, daß es zwischen ihnen und den Mira-Sternen keine scharfe Grenze gibt. Aber auch mit den δ Cephei-Sternen längerer Periode zeigen die Mira-Sterne mit verhältnismäßig kurzen Perioden eine gewisse Verwandtschaft, so daß bei einigen Veränderlichen heute noch nicht gesagt werden kann, welcher von beiden Klassen sie näher stehen. Andererseits haben wir auch Sterne kennen gelernt, welche Übergangsformen von den unregelmäßigen Veränderlichen zu den neuen Sternen darstellen. Diese letzteren sollen uns nun im nächsten Abschnitte beschäftigen.

Leser, die sich der Beobachtung der veränderlichen Sterne eingehend widmen wollen, seien auf das große Werk von Hagen „Die veränderlichen Sterne“ (Freiburg i. B., Herder) aufmerksam gemacht, von dem 1913—21 die vier ersten, umfangreichen Lieferungen erschienen sind. Alle einschlägigen Fragen werden in demselben mit der allergrößten Ausführlichkeit behandelt.

7. Neue Sterne.

Die Erscheinung, daß bis dahin unbekannte Gestirne plötzlich aus dem Dunkel der Nacht aufflammen, galt noch bis vor etwa 50 Jahren als ein außerordentlich seltenes Ereignis, und in der vorteleskopischen Zeit hat man diese neuen oder temporären Sterne stets mit Staunen betrachtet und sie häufig für Zeugnisse einer Schöpfung aus dem Nichts angesehen. In anderen Fällen schienen längst bekannte Sterne plötzlich verschwunden zu sein, und man schloß, mit scheinbar gleichem Recht, auf eine Zerstörung und Vernichtung. Die verschwundenen Sterne lassen sich aber in der Regel auf Fehler in den früheren Beobachtungen und Aufzeichnungen zurückführen, dagegen sind die „neuen“ vollkommen verbürgte Erscheinungen. Sieht man von den mehr oder weniger unsicheren Nachrichten alter Annalen ab und beschränkt sich auf die durch astronomische Beobachtungen sicher verbürgten Fälle, so erhält man die hier wiedergegebene Liste von neuen Sternen. Die Zahl der neuen Sterne wächst von Jahr zu Jahr, da eine wohl organisierte Überwachung des ganzen Himmels mit lichtstarken photographischen Fernrohren auch lichtschwache, dem bloßen Auge nicht sichtbare Objekte dieser Art der Beobachtung nicht entgehen läßt.

Liste der neuen Sterne.

Nr.	Name	Jahr	Ort für 1900.0 AR			Dekl.		Größte Helligkeit	Helligkeit vorher	Abnahme der Helligkeit bis
			h	m	s	°	′	M	M	M
1	Nova B Cassiopejae	1572	0	16	47	+ 63	35	—3	< 4	< 9
2	Nova P Cygni Nr. 1	1600	20	12	27	+ 37	35	3	< 4	5.3
3	Nova Ophiuchi Nr. 1	1604	17	21	57	— 21	21	—2	< 4	< 8
4	Nova Vulpeculae	1670	19	41	37	+ 26	58	3	< 4	<10
5	Nova Sagittae	1783	19	28	16	+ 17	32	6	< 7	<15
6	Nova Ophiuchi Nr. 2	1848	16	51	23	— 12	40	5.0	< 9	13.0
7	Nova Arietis Nr. 1	1854	2	40	26	+ 16	45	10—11	?	<13
8	Nova T Scorpii Nr. 1	1860	16	11	5	— 22	44	7	<10	<10
9	Nova T Coronae	1866	15	55	19	+ 26	12	2.1	10—11	10
10	Nova Q Cygni Nr. 2	1876	21	37	47	+ 42	23	3.0	< 9	15
11	Nova S Andromedae	1885	0	37	16	+ 40	43	7.0	10—11	<13
12	Nova V Persei Nr. 1	1887	1	55	6	+ 50	15	9.2	<15.2	<12

Nr.	Name	Jahr	Ort für 1900.0 AR			Dekl.		Größte Helligkeit	Helligkeit vorher	Abnahme der Helligkeit bis
			h	m	s	°	′	M	M	M
13	Nova T Aurigae	1891	5	25	34	+30	22	4.4	<13	<16
14	Nova R Normae	1893	15	22	11	−50	14	7	<14.4	<13?
15	Nova RS Carinae	1895	11	3	54	−61	24	8	<11.4	<13?
16	Nova Z Centauri	1895	13	34	17	−31	8	7.2	<12	16
17	Nova Sagittarii Nr. 1	1898	18	56	13	−13	18	4.7	<15	15
18	Nova Aquilae Nr. 1	1899	19	15	16	− 0	19	7	<13	<13
19	Nova Sagittarii Nr. 3	1899	18	13	48	−25	14	8.5	15.6	15.6
20	Nova Sagittarii Nr. 4	1901	18	0	27	−27	27	10.3	<14	<11.9
21	Nova Persei Nr. 2	1901	3	24	24	+43	34	0.1	13—14	15
22	Nova Puppis	1902	8	9	36	−26	16	7	<16	<15
23	Nova Geminorum Nr. 1	1903	6	37	49	+30	3	5.1	<16	16.5
24	Nova Aquilae Nr. 2	1905	18	56	49	− 4	35	9.07	<16.0	15.5
25	Nova Arietis Nr. 2	1905	3	19	19	+19	30	12	<13?	?
26	Nova Velorum	1905	10	58	20	−53	51	9.72	<11	<11.2
27	Nova Circini	1906	14	40	31	−59	35	9.5	15	<11.6
28	Nova Scorpii Nr. 2	1906	17	47	28	−34	20	8.8	<11	<11?
29	Nova Piscium	1907	0	29	36	+ 9	45	8.8	<13	<13
30	Nova Sagittarii Nr. 2	1910	17	53	49	−27	33	7.8	<12	<10?
31	Nova Arae	1910	16	33	1	−52	14	6.0	<12	<10?
32	Nova Lacertae	1910	22	31	45	+52	12	5.0	13.1	14
33	Nova Geminorum Nr. 2	1912	6	48	25	+32	16	3.7	15	12.5
34	Nova Ophiuchi Nr. 3	1917	16	48	24	−29	28	6.5	<17	<13.4
35	Nova Monocerotis	1918	7	21	54	− 6	28	5.4	12?	15
36	Nova Aquilae Nr. 3	1918	18	43	48	+ 0	28	−0.5	10—11	10
37	Nova Lyrae	1919	18	49	31	+29	6	6.5	<16	?
38	Nova Cygni Nr. 3	1920	19	55	55	+53	21	1.8	<15	?

Eine Anzahl von schwachen, in den letzten Jahren mit Hilfe der Photographie (hauptsächlich auf dem Harvard-Observatorium) entdeckten neuen Sternen ist in der Tabelle fortgelassen worden. Auch sind solche Objekte, von denen man nicht mit Sicherheit sagen kann, ob es wirklich neue Sterne sind oder Variable, nicht in das Verzeichnis aufgenommen worden. Eine auffallende Tatsache ist das in den letzten Jahren oft beobachtete Aufleuchten neuer Sterne in Spiralnebeln. Auf diese wird im Kapitel über die Spiralnebel ausführlicher eingegangen werden. In der hier wiedergegebenen Liste sind auch diese Objekte (mit Ausnahme von Nr. 11 und Nr. 16) nicht enthalten.

Die Entwicklungsgeschichte der neuen Sterne nach ihrem unerwarteten Aufleuchten verläuft für die verschiedenen Exemplare so weitgehend parallel, daß es ermüden würde, wollten wir hier die Chronik aller der verschiedenen Novae wiedergeben[1]). Da wir mit ziemlicher Gewißheit die Vorgänge, die

[1]) Ausführliches darüber findet man im zweiten Bande des bereits erwähnten Werkes „Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der bis Ende 1915 als sicher veränderlich anerkannten Sterne".

sich auf den neuen Sternen abspielen, nach einem einheitlichen Gesichtspunkt werden erfassen können — dafür spricht der Umstand, daß z. B. manche Eigenheiten in den Spektren dieser Sterne sich mit solcher Regelmäßigkeit wiederholen, daß man heute Sterne mit diesen Symptomen für neue Sterne anspricht, auch wenn man ihr Aufleuchten nicht beobachtet hat —, so wird es zum Verständnis dieser interessanten Erscheinungen genügen, an besonders eingehend untersuchten Fällen das Wesentliche derselben zu kennzeichnen. Wir wollen speziell an die in den letzten Jahren sorgfältig untersuchten neuen Sterne Nova Aquilae 3 und Nova Geminorum 2 anknüpfen, jedoch immer das Typische des ganzen Vorganges, nicht des einzelnen Falles, in den Vordergrund rücken. Die Erscheinungen, die die neuen Sterne bieten, sind äußerst verwickelter Natur, und wir sind noch weit von einer befriedigenden Deutung derselben entfernt.

Die Nova Aquilae leuchtete so ungeheuer schnell auf, und zwar zwischen dem 7. und 8. Juni 1918, daß, als man sie zuerst bemerkte, sie schon als Stern fast 1. Größe am Himmel stand und man von da an nur noch die letzte Phase ihrer Helligkeitssteigerung verfolgen konnte. Denn sie erreichte schon am nächsten Tage ihre größte Helligkeit von $-0^{M}5$ bis $-0^{M}6$. Was die Zeit anbetrifft, die diesem Aufleuchten vorausging, so weiß man bestimmt, daß die Nova als schwaches Sternchen etwa 11. Größe am Himmel gestanden hat. Die nachträgliche Prüfung aller von dieser Himmelsgegend gewonnenen Aufnahmen lehrte, daß dieses Sternchen in seiner Helligkeit beständigen kleinen Schwankungen unterlag, aber noch am 5. Juni 1918 seine normale mittlere Helligkeit (Größe 10.5) zeigte. Zwei Tage später war es schon so hell geworden, daß es dem bloßen Auge sichtbar gewesen wäre, und 24 Stunden später stand die Nova als einer der hellsten Sterne am Himmel. Für viele solcher neuen Sterne ist es in gleicher Weise gelungen, nachträglich am Orte ihres Erscheinens das schwache Sternchen zu entdecken, das so unerwartet aufleuchtete, zum ersten Male für die Nova Coronae (1866). Für manche ist dies allerdings nicht geglückt; wir sind aber davon überzeugt, daß auch in diesen Fällen ein sehr schwacher Stern an dem betreffenden Orte sich befunden haben muß. Aus diesem Grunde ist die Benennung „neuer Stern" nicht zutreffend und die Bezeichnung „temporär" eigentlich vorzuziehen. Es handelt sich um schon vorhandene Sterne, in deren Leben das Aufleuchten, das wir beobachten, nur eine kurze Episode bedeutet. Man könnte sie auch als Veränderliche bezeichnen, die nur einen einmaligen, außerordentlich heftigen Lichtwechsel erleiden.

Das Stadium höchster Helligkeit der Nova Aquilae dauerte nur ganz kurz, wie bei den meisten anderen Sternen dieser Art. Am 9. Juni wurde die maximale Helligkeit erreicht, und von da ab sank die Helligkeit für die nächsten 20 Tage stetig bis etwa zur 4. Größenklasse.

Es sind jedoch mehrere Fälle bekannt, in denen solche Sterne für längere Zeit nach dem ersten Aufleuchten große Helligkeitsschwankungen erlitten

und erst nach öfterem Aufleuchten und Wiederverschwinden zur Ruhe kamen, wie z. B. die Nova P Cygni, die um 1600 auftauchte. Auch die Nova Vulpeculae vom Jahre 1670 und die Nova Aurigae von 1892 zeigten solch ein ungewöhnliches Verhalten.

Bei der Nova Aquilae, wie auch bei den anderen sorgfältig untersuchten neuen Sternen der letzten Jahrzehnte, kam es nur zu einem maximalen Aufleuchten. Aber nach der ersten Phase des stetigen Erlöschens, bei der Nova Aquilae nach dem 29. Juni, setzte eine Phase von periodischen Helligkeitsschwankungen ein, die etwa eine Größenklasse umspannten und ungefähr eine Periode von 12 Tagen hatten. Diese Schwankungen waren unsymmetrisch, und zwar war der Helligkeitsanstieg schneller als der Abfall, und verschwanden nach und nach. Die Nova Persei von 1901, die Nova Geminorum von 1912 und die Nova Aurigae von 1892 zeigten ein ähnliches Verhalten im Stadium des Absinkens ihrer Helligkeit, nur setzten diese Schwankungen zum Teil erst etwas später ein. Aber bei allen ist die Periode der Schwankungen von derselben Größenordnung und desgleichen ihr Umfang. Man hat auch Andeutungen dafür gefunden, daß die Epoche des hellsten Aufleuchtens in irgendeiner Beziehung steht zu den Epochen der späteren Maxima in den Helligkeitsschwankungen, und zwar in dem Sinne, daß das Hauptmaximum ziemlich genau um ein ganzes Vielfaches der Periode der Schwankungen vor den späteren Nebenmaxima liegt. Doch ist der Mechanismus dieser Vorgänge und damit auch die Bedeutung dieser Beziehung noch nicht aufgeklärt. Es ist aber zu hoffen, daß gerade solche Gesetzmäßigkeiten es uns einmal ermöglichen werden, die Einzelheiten des gesamten Vorganges, der sich beim Auftreten einer Nova abspielt, zu verstehen. Diese hier erwähnten Schwankungen machen durchaus den Eindruck gedämpfter Schwingungen; mit der Zeit klingen sie ab. Bei der Nova Aquilae verlangsamte sich während der periodischen Schwankungen die allgemeine Helligkeitsabnahme merklich. Als sie einsetzten, hatte die Nova eine Helligkeit von etwa 4. Größe. Sie war also in der Zeit vom 9. Juni bis zum 29. Juni um $4\frac{1}{2}$ Größenklassen schwächer geworden. Von dann an sank die Helligkeit bis Ende Juli nur um etwa 1 Größenklasse, im Monat August schon um merklich weniger, im September nur um etwa $\frac{1}{2}$ Größenklasse, und erst Mitte November war die Nova 6. Größe und entschwand so dem bloßen Auge. Unter dauernden Schwankungen sank die Helligkeit stetig ab, war Mitte des Jahres 1919 noch etwa $6^{M}5$, Ende 1919 8. Größe und im Oktober 1921 10. Größe, also nur noch wenig heller als vor dem Aufleuchten. In manchen Fällen scheint die Helligkeit, zu der eine Nova nach dem Aufleuchten allmählich herabsinkt, geringer zu sein, als diejenige, die sie vor dem Aufflammen hatte. Häufig scheint dauernd eine unregelmäßige Veränderlichkeit der Helligkeit bestehen zu bleiben, z. B. bei der Nova Persei von 1901, die in den letzten Jahren Schwankungen zwischen der 12. und 15. Größe erlitten hat. Es wird von großem

Interesse sein, diese Helligkeitsschwankungen der wieder schwach gewordenen neuen Sterne näher zu untersuchen.

Neben den Änderungen der Helligkeit eines neuen Sternes gehen auch gleichzeitig interessante Veränderungen in der Farbe und dem allgemeinen Aussehen des Sternbildchens vor sich. Auch hier verhalten sich die verschiedenen Vertreter dieses Typus im wesentlichen ziemlich gleichartig. Die anfänglich weiße Nova wird mit dem Absinken der Helligkeit weißlich-gelb bis rötlich und endlich am Ende der Entwicklung wieder weiß. Während der periodischen Schwankungen offenbarte sich bei der Nova Persei eine diesen Schwankungen parallel laufende merkliche Änderung der Farbe und zwar von der Art, daß in den Maxima der Stern weißer als in den Minima erschien. Im übrigen weichen die Angaben über die Färbung neuer Sterne für verschiedene Beobachter oft sehr merklich voneinander ab, und zwar deshalb, weil sie nicht, wie es für die Sterne im allgemeinen die Regel ist, ihren Ursprung allein in der Intensitätsverteilung des kontinuierlichen Spektrums hat, sondern zum Teil hervorgerufen wird durch den Anteil heller Linien im Spektrum des Sternes an dessen Gesamthelligkeit. So liefert in Zeiten, zu welchen die rote Wasserstofflinie $H\alpha$ stark ausgeprägt ist, ihr Licht einen kräftigen Beitrag zur Gesamtfärbung. Diese Uneinheitlichkeit des Lichtes der neuen Sterne kommt auch darin zum Ausdruck, daß in den späteren Stadien der Entwicklung des öfteren für sie verschiedene, mehr oder minder scharf ausgebildete Fokalbilder im Brennpunkte eines Fernrohres sich nachweisen lassen. Je nachdem man nämlich für die Farbe einer Linie fokussiert, die gerade stark ausgeprägt ist, erhält man ein scharfes Bild des Sternes im Lichte dieser Linie. Diese Erscheinung ist schon oft bei neuen Sternen beobachtet worden.

Eine weitere auffällige Erscheinung ist, daß viele der neuen Sterne mit der Zeit ein verwaschenes Aussehen bekommen, manchmal sogar, wie z. B. die Nova T Aurigae, die Nova Aquilae 3 und die Nova Cygni 3, als Nebelflecke von meßbarer Ausdehnung erscheinen. Bei der Nova Aurigae stellte Barnard einen Durchmesser dieses Nebels von etwa 3″ fest, und bei der Nova Aquilae nahm der Durchmesser des nebelartigen Scheibchens langsam zu, war im Oktober 1918 gleich 0″.65, im November 1″.2, im Dezember 1″.8 und schließlich im Juni 1920 über 3″. Der Kern des Scheibchens erschien merklich verdichtet. Doch müssen Beobachter von neuen Sternen in der Feststellung solcher Erscheinungen vorsichtig sein, worauf speziell Vogel hingewiesen hat, da ein nebelartiges verwaschenes Aussehen neuer Sterne dadurch vorgetäuscht werden kann, daß bei der Fokuseinstellung eines Fernrohres auf eine helle Region im Spektrum einer Nova andere helle Regionen ein unscharfes Bild ergeben, das sich als merklich ausgedehnter Abweichungskreis um das scharfe Bild legt. Trotzdem ist für verschiedene neue Sterne die Entwicklung zu einem endlich ausgedehnten Nebelscheibchen mit Sicherheit nachgewiesen. Die spektrale Untersuchung dieses Scheibchens bei der Nova Aquilae hat

sogar interessante Einzelheiten über die Lichtverteilung innerhalb des Nebels ergeben, worauf wir im folgenden bei der Besprechung der Spektren der neuen Sterne zurückkommen werden.

Das Studium der neuen Sterne und das Verständnis für die sich bei ihnen abspielenden Vorgänge hat durch die Verwendung von Spektralapparaten den stärksten Impuls bekommen. Allerdings hat die spektrale Untersuchung des von den neuen Sternen zu uns gelangenden Lichtes eine solche Fülle von Erscheinungen zu Tage gefördert, daß es schwer ist, sie von einem einheitlichen Gesichtspunkt aus zu deuten. Andererseits bieten uns aber erst diese spektralanalytischen Daten Stoff genug, um eine Theorie der neuen Sterne von überzeugender Kraft auszubauen. Zur Zeit ist dies zwar noch nicht gelungen; doch waren während der letzten Jahrzehnte mehrere so helle neue Sterne der spektralanalytischen Beobachtung zugänglich, und ihre Untersuchung hat soviel Gemeinsames in den Erscheinungen offenbart, daß man in der Aufklärung derselben immerhin einen großen Schritt vorwärts gekommen ist. Vor allem ist es gelungen, mehrere klar voneinander geschiedene Phasen in der spektralen Entwicklung eines neuen Sternes festzustellen, die zum Teil, wie zu Anfang erwähnt, so typische Merkmale dieser Sterngattung aufweisen, daß man geneigt ist, Sterne, deren Spektren diese Merkmale enthalten, als neue Sterne anzusprechen, auch wenn ihr Aufleuchten nicht beobachtet worden ist. Das erste Stadium umfaßt die Zeit unmittelbar vor dem Maximum der Helligkeit. Es liegt im Wesen dieser nicht vorauszusehenden Erscheinungen, daß für die Zeit vor dem Maximum nur spärliche Beobachtungsdaten vorliegen. Das Aufflammen geht mit so ungeheurer Geschwindigkeit vor sich, daß bei der Entdeckung der Nova diese gewöhnlich schon unmittelbar vor dem Höhepunkt ihrer Helligkeit steht.

Sowohl für die Nova Geminorum als auch für die Nova Aquilae sind Spektren einen Tag vor dem Maximum der Helligkeit gewonnen worden. Es zeigte sich ein im Blau und Violett sehr intensives kontinuierliches Spektrum, das von Absorptionslinien durchzogen war. So wurde im Spektrum der Nova Geminorum nach einer ausführlichen Untersuchung von Newall und Stratton am 13. März 1912 folgendes festgestellt. Das kontinuierliche Spektrum entsprach etwa dem eines Sternes von dem Spektraltypus A 5. Es zeigten sich die Kalziumlinien H und K sowohl als wenig verschobene feine Absorptionslinien wie auch als stark nach Violett verschobene breite, verwaschene Absorptionslinien; die Wasserstofflinien waren ebenfalls breit, verwaschen und nach Violett verschoben. Außerdem gelang es, viele Funkenlinien des Eisens, Titans und Siliziums mit Sicherheit zu identifizieren. Fast alle Chromosphärenlinien waren vorhanden, worauf Furuhjelm hingewiesen hat; ihr Auftreten spricht für sehr hohe Temperaturen. Neben den Absorptionslinien tauchten schon für viele Elemente, insbesondere für Wasserstoff, helle Emissionslinien auf, und zwar waren diese wenig gegen ihre normale Lage ver-

schoben und erst schwach sichtbar. Ganz entsprechende Beobachtungen lieferte die Nova aquilae einen Tag vor ihrem Maximum: auch hier stark nach Violett verschobene Absorptionslinien des Wasserstoffs, von der normalen Lage wenig verschobene Emissionslinien und ein im Blau-Violett intensives kontinuierliches Spektrum. Das erwähnte Merkmal der Verschiebung der Absorptionslinien gegen die brechbarere Seite, also gegen Violett hin, ist ganz typisch für die neuen Sterne und wiederholt sich bei allen Sternen dieser Art, und zwar während der ganzen Dauer der Erscheinung. Die Beträge, um die die Absorptionslinien nach Violett verschoben sind, sind so außerordentlich groß, daß man immer wieder Bedenken getragen hat, sie als Dopplereffekte zu deuten. Bei der Nova Aurigae offenbarten sich im Laufe ihrer Beobachtung Geschwindigkeiten von etwa 800 km, bei der Nova Persei von etwa 1500 km (im März 1901), bei der Nova Geminorum am 15. März 1912 von 570 km, und bei der Nova Aquilae traten zwischen dem 10. und 12. Juni 1918 sogar Geschwindigkeitsbeträge von über 2000 km auf. Da die Linien, und zwar sowohl die Absorptions- als auch die Emissionslinien, im Verlaufe der Entwicklung der Nova sehr breit und verwaschen sind, so hat man vermutet, daß es Drucke sind, die diese Linienverschiebungen hervorrufen. Doch kann heute mit einer gewissen Sicherheit behauptet werden, daß dies nicht der Fall ist, sondern daß wir es mit reellen Dopplereffekten zu tun haben. Dafür spricht unter anderem, wie z. B. Duffield gezeigt hat, daß die Verschiebungen der Linien der Wellenlänge proportional verlaufen, wie es bei Dopplereffekten der Fall ist, jedoch nicht bei Druckeffekten. Aus der großen Verschiebung folgt also, daß die absorbierenden Gasmassen mit ungeheurer Geschwindigkeit gegen die Erde hin bewegt sind. Evershed hat bei der Nova Aquilae gezeigt, daß die Geschwindigkeit der ausströmenden Gasmassen sich oft von Tag zu Tag stark änderte. So nahmen für die Wasserstofflinien und die Funkenlinien des Eisens die Dopplereffekte zwischen dem 12. und 19. Juli um Beträge zu, die einer Beschleunigung der Gase von über 200 km in dieser Zeit entsprachen.

Eine besondere Rolle spielen auch hier wie in vielen Fixsternspektren vom Typus B die Kalziumlinien H und K. Sie erscheinen als feine Absorptionslinien, die an den Bewegungsvorgängen, welche die Dopplereffekte der übrigen Linien offenbaren — bei den neuen Sternen also an den ungeheuren Violettverschiebungen —, nicht teilnehmen. Sie zeigen nur geringfügige Verschiebungen, bei der Nova Aquilae um Beträge von wenigen Kilometern, wenn man sie als Dopplereffekte interpretiert. Diese Geschwindigkeit spricht man als die Geschwindigkeit des ganzen Systems gegen die Sonne an.

Das zweite Stadium in der Entwicklung des Spektrums beginnt mit dem Maximum der Helligkeit, also bei der Nova Aquilae mit dem 9. Juni 1918, bei der Nova Geminorum mit dem 14. März 1912. Das kontinuierliche Spektrum ist so intensiv, daß daneben die Emissionslinien des Wasserstoffs und verschiedener Metalle sich kaum durchzusetzen vermögen. Die Absorptionslinien ent-

wickeln sich dagegen stark, und so entsteht ein Spektrum, das bei der Nova Aquilae nach der Art der auftretenden Linien dem Spektrum eines Sternes vom Typus A wie z. B. α Cygni, bei der Nova Geminorum einer Zwischenstufe zwischen dem A-Stern α Cygni und dem F-Stern γ Cygni sehr nahe kommt. Dies gilt in gleicher Weise für die verschiedenen neuen Sterne der letzten Zeit, die spektroskopisch untersucht sind. Zugleich entwickelt sich in diesem Stadium eine höchst merkwürdige Erscheinung, die anfangs ein Verständnis der Spektren außerordentlich erschwert hat. Es treten nämlich neue Komponenten der Absorptionslinien auf, die noch stärker nach Violett verschoben sind, und auch die Emissionslinien nehmen eine komplexe Struktur mit verschiedenen Intensitätsmaxima an. So bildet sich allmählich ein Spektrum heraus, wie es durch die Überlagerung mehrerer verschieden verschobener Spektren entstehen müßte. Am 16. März 1912 erschien so bei der Nova Geminorum ein zweiter Satz von Absorptionslinien eines A-Spektrums; die erste Serie von Absorptionslinien kehrte allmählich in die normale Lage zurück und verschwand in den breiten verwaschenen Emissionslinien. Am 19. März, also einige Tage später, erschien eine dritte Serie von Absorptionslinien, dieses Mal zuerst bei den Elementen Wasserstoff und Helium, die noch stärker nach Violett verschoben war, als die schon vorhandenen Linien. Nach wenigen Tagen, um den 25. März herum, hatte sich ein vollständiges Spektrum vom B-Typus herausgebildet. Das Absorptionsspektrum setzte sich also zusammen aus einem A-Spektrum mit den Linien des Wasserstoffs, Eisens, Titans, Heliums und Kalziums, diese Linien verschoben um einen Betrag, der einem Dopplereffekt von 800 km entsprechen würde, ferner aus einem B-Spektrum mit den Linien des Wasserstoffs, Heliums, Sauerstoffs, Stickstoffs, Kohlenstoffs. Die Verlagerung dieser Linien entsprach einer Geschwindigkeit von etwa 1450 km. Außerdem war ein Emissionsspektrum von breiten, hellen Bändern, dem A-Typus nahe verwandt, vorhanden und schließlich noch ein System von nur wenig verschobenen Absorptionslinien, dem die bekannten Kalziumlinien H und K angehörten. Wie man sieht, ist die Zusammensetzung eines solchen Novaspektrums ganz außerordentlich verwickelt. Am 26. März erschien bei der Nova Geminorum die für solche Sterne typische Novalinie bei λ 4640. In dieser Zeit hatte das Spektrum den höchsten Grad der Kompliziertheit erreicht. Die beiden Serien von Absorptionslinien des Wasserstoffs zerfielen selbst wieder in zwei Komponenten, und das Spektrum vom B-Typus begann an Intensität das vom A-Typus zu übertreffen. In dieser Epoche setzten dann die periodischen Schwankungen der Helligkeit der Nova ein, begleitet von entsprechenden periodischen Veränderungen im Spektrum: in den Maxima deutlich ausgeprägte Absorptionslinien des B-Spektrums, in den Minima Hervortreten der Emissionslinien. Die Helligkeitsschwankungen rührten wohl von den Veränderungen der Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums her.

Mit absinkender Gesamthelligkeit fielen mit der Zeit die Metallinien des Eisens und des Titans weg, und es traten nun die Emissionslinien stärker hervor, und zwar außer den Linien des Wasserstoffs und Heliums noch die Nebellinien, so daß das Spektrum dem eines Gasnebels ähnlich wurde. Die Nebellinien λ 5007 und λ 4363 waren ebenso wie die für die neuen Sterne charakteristische Linie bei λ 4640 deutlich ausgeprägt; aber auch die in den Wolf-Rayet-Sternen auftretende Heliumlinie bei λ 4686 war schon sichtbar und bereitete den Übergang in das letzte Stadium vor, das wir bei den neuen Sternen kennen. Bei der Nova Aquilae verlief diese Phase der Entwicklung des Spektrums im wesentlichen ganz ähnlich. Auch hier war nach dem Maximum der Helligkeit das Bild des Spektrums das einer Überlagerung mehrerer Spektren, und zwar zweier Absorptionsspektren vom α Cygni-Charakter mit verschieden starken und sehr beträchtlichen Violettverschiebungen und eines Spektrums mit breiten und in ihrer Struktur sehr komplexen Emissionsbanden. Außer den oben schon erwähnten Metallen konnten mit Sicherheit

Fig. 214. Spektrum der Nova Aurigae.

Chrom, Skandium, Strontium und Magnesium identifiziert werden. Zeitweise waren sogar drei getrennte Spektren vom A-Typus zu unterscheiden. Aber dieser Zustand dauerte nur kurze Zeit. Schon eine Woche nach dem Maximum der Helligkeit, also Mitte Juni, verschwanden die Absorptionsspektren völlig, und es bildete sich immer ausgesprochener das Gasnebelspektrum heraus. Anfänglich wurde nur die Linie bei λ 4640 sichtbar, aber noch im Juni erschienen auch die Hauptnebellinien bei λ 5007 und λ 4959. Diese Linien waren aber, wie stets bei den neuen Sternen, breit und verwaschen, im Gegensatz zu den scharfen Linien in den Nebelspektren. Ihre Verschiebungen ließen sich darum nur unsicher messen. Sie waren nach Messungen verschiedener Beobachter stark nach Violett verschoben, wenn auch lange nicht so stark als früher die Absorptionsspektren. Lunt fand im Mittel eine Verschiebung von — 51.6 km, andere Beobachter fanden dafür Werte bis — 110 km. Die feinen Kalzium-Absorptionslinien offenbarten dagegen kaum merkliche Dopplereffekte.

Bildliche Darstellungen der Spektren verschiedener neuer Sterne sind in den Figuren 214 bis 216 gegeben.

Das Gasnebelstadium ist vorerst das Endstadium gewesen, bis zu welchem sich die sorgfältig untersuchten neuen Sterne der letzten Jahre haben verfolgen lassen. Daß es immer noch nicht definitiv das Endstadium ist, hat die außerordentlich interessante Feststellung gezeigt, daß bei der Nova Persei vom Jahre 1901 sich das Spektrum inzwischen in das eines Wolf-Rayet-Sternes verwandelt hat. Diese Feststellung ist im Jahre 1908 Hartmann mit einem

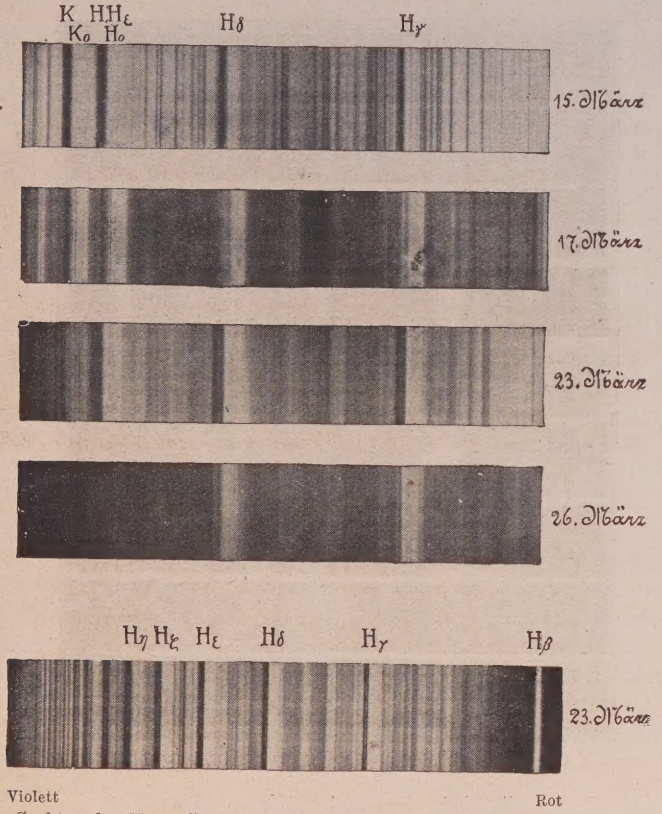


Fig. 215. Spektra der Nova Geminorum 2 nach Aufnahmen auf dem Potsdamer Observatorium.

Quarzspektrographen am großen Refraktor des Potsdamer Observatoriums gelungen und in den Jahren 1913 und 1914 von den amerikanischen Astronomen am 60zölligen Reflektor auf dem Mount Wilson bestätigt worden. Diese Beobachter fanden das gleiche für die Nova Aurigae 1892. Wenn man bedenkt, daß die Helligkeit der Nova Persei bis zur Größenklasse 11.4 abgesunken war, so daß die Aufnahme am Potsdamer Refraktor über 8 Stunden Exposition erforderte, kann man die Schwierigkeit der Sicherstellung dieses

Resultats ermessen. Die Nova Aurigae hatte sogar bis zur 14. Größe abgenommen. Die Spektren zeigten, daß die beiden Hauptnebellinien bei λ 5007 und λ 4959, die im Nebelstadium stark ausgeprägt waren, nicht mehr existierten, sondern daß die Linien sich zeigten, die den O-Spektren ihr charakteristisches Gepräge geben. Die Nova Geminorum hat dieses Stadium seit dem Jahre 1916 erreicht, noch nicht aber die später erschienene Nova

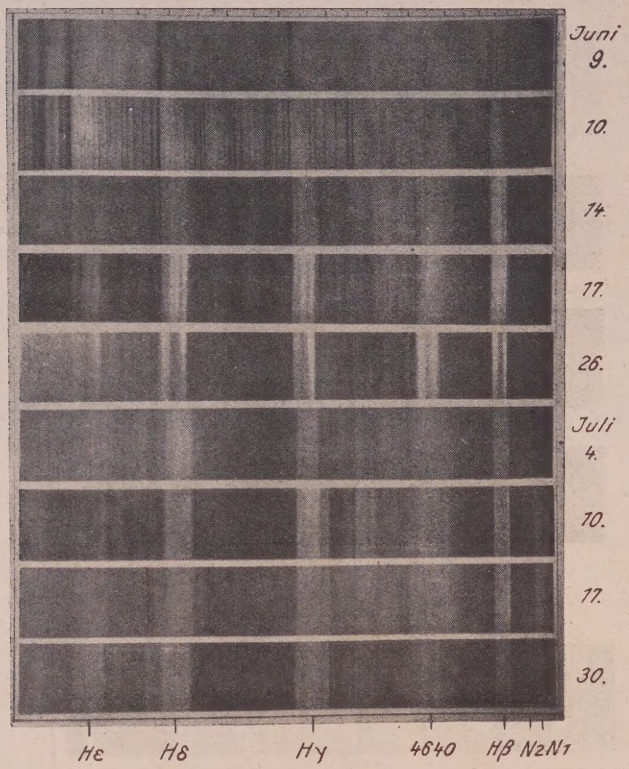


Fig. 216. Spektrum der Nova Aquilae Nr. 3.
Nach Aufnahmen auf dem Dominion Observatory, Ottawa.

Aquilae. Diese ist als grünliches Nebelscheibchen von merklicher Ausdehnung sichtbar; die grüne Farbe rührt von der Nebellinie λ 5007 her. Aufnahmen dieses Nebels mit einem Spektrographen der Lick-Sternwarte, welche von Moore und Shane gemacht worden sind, lassen deutlich Anzeichen einer Inhomogenität des Nebels erkennen. Die Nebellinien haben anscheinend ihren Ursprung in verschiedenen Regionen des Nebelscheibchens, das schwache kontinuierliche Spektrum seinen Ursprung im Kern. Es sind auch deutliche

Anzeichen von Bewegungsvorgängen innerhalb der Nebelmasse aus den Spektrogrammen zu entnehmen.

Einen Hinweis auf diese Entwicklung der neuen Sterne hätte uns übrigens schon die Nova Cygni aus dem Jahre 1600 geben können. Diese Nova steht als Stern 5. Größe am Himmel und hat ein B-Spektrum mit hellen Bändern, ist also dem O-Typus nahe verwandt. Da aber dieser Stern in seinem Helligkeitsverlauf sich wesentlich anders verhalten hat, als sonst Sterne dieser Gattung, so war keine Sicherheit dafür gegeben, daß man es bei ihm mit einer Nova im gewöhnlichen Sinne zu tun hat. Darum haben die späteren Beobachtungen von Hartmann und anderen an der Nova Aurigae, der Nova Persei und der Nova Geminorum solche Bedeutung für die Entwicklungsgeschichte der neuen Sterne.

Bevor wir nun zu den verschiedenen Theorien übergehen, die zur Deutung der bei den neuen Sternen beobachteten Erscheinungen aufgestellt worden sind, seien noch einige weitere Beobachtungsresultate angeführt. Es sind verschiedene Beobachtungsreihen angestellt worden, um die Temperatur der Strahlung der Nova Aquilae 3 in den verschiedenen Phasen ihrer Entwicklung zu bestimmen. Hertzsprung führte einen spektralphotometrischen Vergleich der Nova Aquilae mit dem ihr nahe stehenden A-Stern α Aquilae aus und gelangte zu dem Ergebnis, daß die Nova am 9. Juni, also im frühen Stadium ihrer Entwicklung, dieselbe effektive Temperatur besaß wie dieser Stern, also etwa 7200°. Wilsing hat in einer ausgedehnten Messungsreihe zwischen dem 10. Juni und 4. Juli die effektive Temperatur aus der Energieverteilung im kontinuierlichen Spektrum abgeleitet und fand Werte, die zwischen 9000° am 10. Juni, 5700° am 13. Juni, 10 000° am 19. Juni, 7200° am 30. Juni und 11 000° am 4. Juli lagen. Die Temperatur entsprach also am Anfang und am Ende der Reihe derjenigen eines Sternes vom Spektraltypus B; dabei nahm die Gesamthelligkeit des Sternes in dieser Zeit um 3 Größenklassen ab. Die Temperaturabnahme in der Zwischenzeit entsprach den Helligkeitsschwankungen, wie es bei einem schwarzen Strahler der Fall sein würde. Guthnick, der den Farbenindex der Nova aus lichtelektrischen Messungen mit Gelbfilter abgeleitet hat, fand entsprechend am 10. Juni, als die effektive Temperatur nach Wilsing ein Minimum hatte, einen Farbenindex, wie er einem Stern vom Spektraltypus B8 zukommt, am 11. Juni einen Wert zwischen Oe5 und B0, am 12. Juni B2 und am 30. Juni, als die Temperatur wieder gesunken war, einen Wert des Farbenindex entsprechend dem Typus A3.

Wir wenden uns jetzt den verschiedenen Hypothesen zur Erklärung des überraschenden Helligkeitsanstieges und der ihn begleitenden spektralen Erscheinungen bei den neuen Sternen zu.

Die älteren, unseren physikalischen Anschauungen direkt widersprechenden Hypothesen übergehen wir hier, und von den neueren sollen auch nur die besprochen werden, die wenigstens eine Zeitlang größere Anerkennung

gefunden haben. Zu Ende der sechziger Jahre des vorigen Jahrhunderts, als man noch keine Nova spektroskopisch untersucht hatte, stellte Zöllner eine Hypothese auf, die alle damals bekannten Beobachtungstatsachen zu erklären versuchte. Zöllner nahm an, daß sich bei fortschreitender Abkühlung eines Sternes durch Ausstrahlung der Wärme in den Weltenraum ebenso wie bei der Sonne Abkühlungsprodukte bilden, deren Ausdehnung im Laufe der Zeiten allmählich wächst, und die schließlich den ganzen glühenden Körper mit einer Schicht überziehen. Findet nun durch entweder periodisch oder in unbestimmten Zeiträumen erfolgende, innere oder äußere Störungen ein Zerreißen dieser vollkommenen oder teilweisen Umhüllung statt, so werden mehr oder minder heftige Ausbrüche der inneren Massen die Folge sein. Je nach der Ausbreitung dieser Glutmassen über mehr oder weniger große Teile der Oberfläche wird der bereits gänzlich erloschene oder nur noch schwach leuchtende Stern plötzlich wieder hell.

Diese Hypothese erklärt nicht nur die Helligkeitserscheinungen bei den neuen Sternen, sondern sie scheint auch den spektralen Vorgängen gerecht werden zu können. Man wird sich die hervorbrechenden Massen als gewaltige Gasprotuberanzen vorzustellen haben wie die Protuberanzen auf der Sonne, nur sind die Ausmaße des ganzen Vorganges unvergleichlich viel größer und stürmischer. Die aus dem Inneren des Sternes hervorbrechenden Gasmassen erscheinen auf die uns zugekehrte Oberfläche des Sternes projiziert und erzeugen die stark nach Violett verschobenen Absorptionslinien, wie es bei einem Ausströmen der Fall sein muß. Erfolgen verschiedene solcher Ausbrüche kurz hintereinander, so entstehen verschiedene Serien je nach den Geschwindigkeiten mehr oder minder stark nach Violett verschobener Absorptionslinien, wie das bei der Nova Geminorum und der Nova Aquilae beobachtet worden ist. Auch die Erscheinungen in den Emissionsbanden und der allmähliche Übergang zum Spektrum eines Gasnebels scheinen sich im Rahmen dieser Hypothese befriedigend deuten zu lassen.

In einem ähnlichen Gedankengange bewegt sich ein Erklärungsversuch, den O. Lohse aufgestellt hat. Lohse nimmt an, daß durch die fortschreitende Abkühlung der aus glühenden Gasen bestehenden Masse eines Fixsternes eine atmosphärische Hülle um denselben erzeugt wird, die das Licht so stark absorbiert, daß der Stern nicht mehr oder wenigstens nur schwach leuchtet. „Wenn dann durch weitere Wärmeausstrahlung der Grad der Abkühlung erreicht wird, welcher für Bildung derjenigen chemischen Verbindungen erforderlich ist, die einen wesentlichen Teil des Ganzen bilden, so wird bei Vereinigung der betreffenden Elementarstoffe eine bedeutende Wärme- und Lichtentwicklung stattfinden, welche den Stern plötzlich für längere oder kürzere Zeit wieder sichtbar macht.“

Eine Reihe anderer Hypothesen, die ersonnen worden sind, gehen von ganz anderen Vorstellungen aus. Nach ihnen wird der ganze Vorgang des

Aufleuchtens durch einen Zusammenstoß eines Sternes mit einem anderen Sterne oder sonstigen kosmischen Massen ausgelöst. So wurde besonders von Vogel bei Gelegenheit seiner Untersuchungen über die Nova Aurigae die Hypothese aufgestellt, daß zwei Sterne, auf ihrem Wege durch den Weltraum zusammenstoßend, das Aufflammen einer Nova verursachen. Bei dem Zusammenstoß wird eine enorme Wärmemenge produziert, durch welche die Materie der Sterne oder wenigstens große Teile derselben zu einer sehr hohen Temperatur erhitzt und zum Teil auch vergast werden. Abgesehen von der überaus geringen Wahrscheinlichkeit eines direkten Zusammenstoßes zweier kompakter Weltkörper, würde allerdings der Effekt eines solchen eine so enorm große Temperatursteigerung sein, daß diese imstande wäre, die ursprünglich wenig heißen Körper in die größte Gluthitze zu versetzen. Gerade aber die Mächtigkeit eines solchen Vorganges spricht gegen die Annahme. In diesem Falle könnte nämlich, wie Seeliger bewiesen hat, nicht eine so schnelle, in wenigen Monaten vor sich gehende Abkühlung erfolgen, wie sie tatsächlich meist beobachtet worden ist.

Um das gleichzeitige Auftreten der Absorptions- und der Emissionslinien desselben Elements im Novaspektrum und die starke Verschiebung dieser Linien gegeneinander zu erklären, nahm Vogel an, daß der eine Körper das Spektrum mit den Absorptionslinien, der andere das mit den Emissionslinien besitze, und daß beide Körper mit einer enormen Geschwindigkeit (1000 bis 1200 km in der Sekunde) gegeneinander laufen. Solchen Geschwindigkeiten ist man aber bisher bei den Sternen kaum begegnet, auch ist es höchst unwahrscheinlich, daß sich bei allen beobachteten neuen Sternen der die Absorptionslinien erzeugende Stern auf uns zu, der die hellen Linien erzeugende von uns fort bewegt, wie man aus der Lage der Linien folgern müßte. Da außerdem noch weitere Schwierigkeiten auftreten, ist dieser Vogelsche Erklärungsversuch als nicht mehr anwendbar anzusehen.

Eine weitere Theorie hat Seeliger im Anschluß an das Auftreten der Nova Aurigae aufgestellt und später weiter ausgebaut. Seeliger nimmt an, daß ein Stern in ausgedehnte Wolken staub- oder gasförmiger Natur eintritt und durch den Widerstand, den er hierdurch erleidet, sich selbst und auch zum Teil die Wolken in starke Glühhitze versetzt. Der ganze Vorgang ist dem sehr ähnlich, den wir beim Eintritt von Sternschnuppen oder Meteoren in die obere dünne Schicht unserer Atmosphäre sehen. Ist die Dichtigkeit der Wolken, welche der Stern durchläuft, an verschiedenen Stellen nicht gleichförmig, so wird der Stern Helligkeitsschwankungen (Nova Persei) oder sogar erneutes Aufleuchten (Nova Aurigae) zeigen müssen. Die spektralen Vorgänge in den neuen Sternen lassen sich aber im Rahmen der Seeligerschen Hypothese anscheinend nur befriedigend erklären, wenn man annimmt, daß durch den Zusammenstoß gewaltige Gasausbrüche aus dem Inneren des Sternes verursacht werden. Sie greift damit auf die Vorstellungen zurück,

die die Zöllnersche Hypothese zur Erklärung der starken Violettverschiebungen der Absorptionslinien heranzieht. Der Zusammenstoß des Sternes mit der kosmischen Staub- oder Nebelmasse würde dann im Wesentlichen nur den Grund für das Auftreten dieser riesigen Protuberanzen darstellen. Die Zöllnersche Hypothese läßt die Frage nach dem Grunde dieser gewaltigen Eruptionen offen. Für die Anschauungen der Seeligerschen Hypothese scheinen jedoch besonders die Vorgänge zu sprechen, die bei der Nova Persei in Erscheinung traten und berechtigtes Aufsehen erregt haben.

Wolf entdeckte nämlich auf einer Aufnahme dieser Nova vom 23. August 1901 Andeutungen eines die Nova umgebenden Nebels. Spätere Aufnahmen

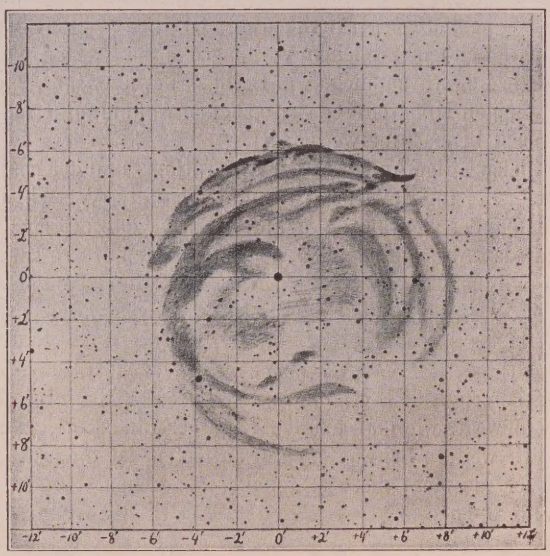


Fig. 217a. Nebel um die Nova Persei, 1901 Sept. 20.

von Ritchey, Perrine und anderen haben die Existenz dieses weit ausgedehnten Nebels sichergestellt und zugleich interessante Einzelheiten über sein Verhalten im Laufe der späteren Zeit ergeben (siehe Fig. 217 a u. 217b). Es ließen sich in der Nachbarschaft der Nova im wesentlichen drei verschiedene Nebelkondensationen nachweisen: der Nova zunächst ein Nebelkern, der lange Zeit hell leuchtete, anfangs eine konstante Entfernung von der Nova hatte, später sich jedoch mit großer Geschwindigkeit ausbreitete; sodann Nebelmassen in Gestalt einer inneren und einer äußeren, schwächeren Ellipse. Die eine Ellipse offenbarte anfangs eine mittlere tägliche Geschwindigkeit von ungefähr 2″, später eine geringere von etwa 1″ in Richtung von der Nova fort. Die äußere Ellipse zeigte zunächst eine fast doppelt so große Ausbreitungsgeschwindigkeit

als die innere, kam aber anscheinend später zur Ruhe. Die Nebel unterlagen lebhaften Form- und Helligkeitsänderungen. Ende des Jahres 1917 wurde mit dem 60 zölligen Reflektor der Mount Wilson-Sternwarte ein weiterer Nebelring in der Nähe der Nova entdeckt. Während verschiedene Astronomen das Aufleuchten dieser Nebel auf strahlende Partikelchen zurückführten, die mit unglaublicher Geschwindigkeit aus der Nova ausgeschleudert werden sollten, haben Kapteyn, Wilson und insbesondere Seeliger die Auffassung vertreten, daß es sich bei dieser Erscheinung um ein Aufleuchten von dunklen Nebelmassen im reflektierten Lichte der Nova handelt. In der Tat scheint diese Auffassung den Beobachtungen am leichtesten gerecht werden zu

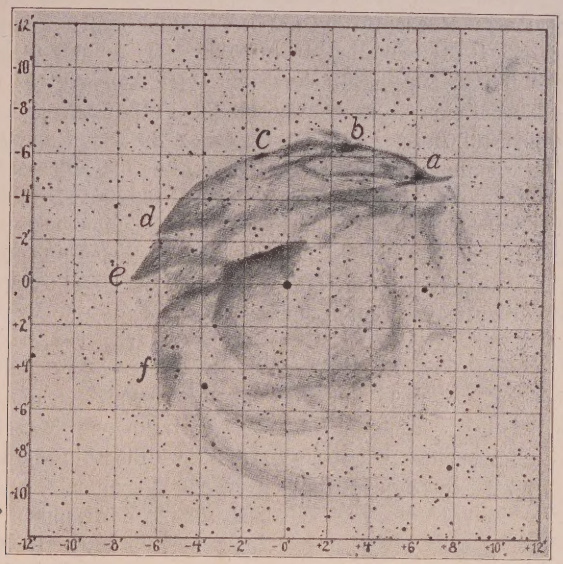


Fig. 217b. Nebel um die Nova Persei, 1901 Nov. 13.

können, obwohl insbesondere der der Nova nahe liegende Nebelkern dieser Deutung seines Leuchtens doch noch manche Schwierigkeit entgegensetzt und auch der Umstand, daß das Licht der Nebelmaterie keine Polarisation zeigte, sich schwer erklären läßt. Vom Standpunkte der Seeligerschen Hypothese über die neuen Sterne könnte immerhin dieses Erscheinen des Nebels als Beweis für das Vorhandensein dunkler Nebelmassen in der Nähe der aufleuchtenden Nova gelten. Doch ist noch so vieles in der ganzen Entstehungs- und Entwicklungsgeschichte der neuen Sterne ungeklärt, daß eine endgültige Stellungnahme zugunsten einer der vielen Theorien noch nicht möglich ist.

Eine kürzlich von Nölke entwickelte Anschauung über das Wesen dieser ganzen Erscheinung, die auch den Zusammenstoß zweier Körper und zwar

eines Planeten mit seinem Zentralkörper als die den Vorgang des Aufleuchtens der Nova auslösende Katastrophe voraussetzt, zeigt, wie mannigfach die Vorstellungen sein können, die in großen Linien den Ablauf der Erscheinung wiederzugeben vermögen. Erst ein tieferes Eindringen in die Einzelheiten des Prozesses wird es uns ermöglichen, die wirklich brauchbaren Hypothesen auszusieben. Insbesondere ist die letzte Phase in der Entwicklung der neuen Sterne vom Gasnebel zum Wolf-Rayet-Sterne noch nicht in ihren Einzelheiten erforscht und ebenso wenig die Stellung der neuen Sterne zu den übrigen Vertretern dieses Spektraltypus sowie den veränderlichen Sternen, deren Helligkeitsänderungen und deren Spektren eine gewisse Verwandtschaft zu den neuen Sternen offenbaren. Eine bei den neuen Sternen auffallende Erscheinung ist ihre starke Konzentration gegen die Milchstraßenebene, wie man sie auch bei den B-Sternen, den Wolf-Rayet-Sternen und planetarischen Nebeln beobachtet. Wenn der Mechanismus ihres Aufleuchtens in der Tat mit dem Eindringen eines Sternes in kosmische Materie zu tun hat, so sind solche Zusammenstöße in erster Linie natürlich dort zu erwarten, wo die Dichte der Materie am größten ist, also in der Nähe der Milchstraße. Doch wird diese Erscheinung vermutlich erst dann vollständig verstanden werden können, wenn wir die Ursache der verschiedenen Anordnung der verschiedenen Spektralklassen gegenüber der Milchstraße in ihrer Bedeutung für die Entwicklungsgeschichte eines Sternes oder für die dynamischen Verhältnisse innerhalb der Milchstraße erkannt haben.

8. Die Milchstraße.

Die Milchstraße ist nicht nur eines der interessantesten und schönsten Objekte des Himmels, sie nimmt auch, wie wir sehen werden, eine ebenso bedeutsame Stellung in unserem Sternsystem ein, wie die Ekliptik im Planetensystem. So sind die Sterne des Himmels sehr nahe symmetrisch zur Milchstraßenebene verteilt, welche vielleicht auch für die Bewegungen der Sterne eine Symmetrieebene ist. Ferner bestehen zweifellos gewisse Beziehungen zwischen der Milchstraße und dem Vorkommen einer großen Anzahl von Gattungen zölestischer Objekte. Wir sahen bereits, daß die Wolf-Rayet-Sterne fast ausschließlich in der Milchstraße liegen, daß die Heliumsterne ebenso wie die Sterne der Klasse N in auffallender Weise sich in einem schmalen Gürtel häufen, dessen Mitte die Milchstraße ist. Das Gleiche gilt für die Verfinsterungs- und δ Cephei-Variabeln, für die neuen Sterne, für die großen unregelmäßigen Gasnebel, für die planetarischen Nebel. Wir wollen uns wegen der großen Bedeutung, welche die Milchstraße für den Bau des Universums besitzt, etwas eingehender mit ihr beschäftigen und alles zusammenstellen, was die Beobachtungen bisher über sie ergeben haben.

Zunächst soll ihr Verlauf durch die Sternbilder des Himmels verfolgt werden und zwar nach den schönen, auf Grund sorgfältiger Beobachtungen

hergestellten Zeichnungen, welche Houzeau in seiner Uranométrie Générale veröffentlicht hat. Beginnt man vom Schwan, so sieht man die Milchstraße durch folgende Sternbilder gehen: Eidechse, Cassiopeja, Perseus, Fuhrmann, zwischen den Zwillingen und dem Orion nach dem Einhorn, Schiff, südlichen Kreuz. Hier teilt sie sich; der südliche, hellere Arm geht weiter durch Zirkel, Winkelmaß, Altar, Skorpion, Teleskop, Schütze, Sobieskischen Schild, Adler, Pfeil, Fuchs bis wieder zum Schwan, wo er sich mit dem nördlichen Arm vereinigt. Dieser geht vom südlichen Kreuz aus durch die Sternbilder Zentaur, Wolf, Skorpion, wo er zu verschwinden scheint; im Ophiuchus taucht er aber wieder auf und läuft zwischen Pfeil und Herkules nach dem Vereinigungspunkte im Schwan.

Für die stellarastronomischen Untersuchungen ist es nötig, die Lage der Milchstraßenebene bzw. des Poles derselben zu kennen. Man verfährt zur Feststellung derselben so, daß man durch Beobachtungen mit dem bloßen Auge von Stück zu Stück die hellsten Stellen der Milchstraße aufsucht, diese in eine Sternkarte einträgt und den Kreis bestimmt, welcher möglichst nahe durch alle diese Punkte hindurchgeht, und schließlich die Rektaszension und die Deklination des Nordpoles dieses Kreises berechnet. Die besten Bestimmungen rühren von Gould, Houzeau-Kobold und Newcomb her. Diese Forscher fanden folgende Lage des Milchstraßenpols für 1900:

	AR	Dekl.
	^{0}	^{0}
Gould	190.6	+27.2
Houzeau-Kobold	191.5	+27.9
Newcomb	191.1	+26.8

Aus einer Diskussion von acht vorliegenden Untersuchungen leitete neuerdings Crommelin als besten Wert ab:

$$\text{AR } 190.^{0}65 \qquad \text{Dekl. } +27.^{0}53.$$

Eine Schwierigkeit bei diesen Bestimmungen entsteht dadurch, daß sich die Milchstraße, wie wir sahen, auf eine große Strecke hin in zwei Arme spaltet. Die Berechnung zeigt aber, daß sich hierdurch die Lage des Poles im Verhältnis zu der überhaupt erreichbaren Genauigkeit, welche bei einem so wenig gut definierten Objekt, wie es die Milchstraße ist, nicht groß sein kann, nicht wesentlich ändert. So fand z. B. Newcomb für die Lage des Poles, falls der Arm westlich von Schwan und Adler nicht mitbenutzt wird:

$$\text{AR } 192.^{0}8 \qquad \text{Dekl. } +27.^{0}2,$$

einen Wert, der von dem oben angegebenen, welcher unter Benutzung beider Arme berechnet war, nicht wesentlich verschieden ist. Die so festgelegte Milchstraßenebene schneidet den Äquator einmal östlich vom Orion zwischen AR 6^{h} und 7^{h} und ein zweites Mal zwischen AR 18^{h} und 19^{h}, und zwar unter

einem Winkel von etwa 63°. Läge die Sonne genau in dieser Ebene, so würde die Milchstraße für uns als ein größter Kreis am Himmel erscheinen. Das ist aber nicht der Fall, vielmehr zeigen alle Untersuchungen, daß sich die Sonne um einen allerdings nur geringen Betrag nördlich von der Milchstraßenebene befindet, sowohl wenn man beide Arme berücksichtigt, als auch wenn man sich auf den Hauptarm beschränkt.

Ganz analog nun, wie man im Ekliptikalsystem die Position eines Sternes durch Länge und Breite desselben definiert, bestimmt man die Position eines Gestirnes im Milchstraßensystem durch die galaktische Länge und Breite.

Die Milchstraße ist kein den Himmel umspannendes, gleichmäßig leuchtendes Band, sie ist auch nicht allein das Resultat der allgemeinen Tendenz der Sterne, an Zahl um so mehr zuzunehmen, je mehr wir uns der Mittellinie der Milchstraße nähern, vielmehr ist sie ein ganz ungeheuer kompliziertes Gebilde, welches Herschel in etwas drastischer Weise mit Sand verglich, den man mit der Hand hingeschleudert hat, nicht nur mit einer Hand, sondern wahllos mit beiden und mit halbleeren und vollen Händen. Es läßt sich durch keine Beschreibung ein auch nur angenähertes Bild der verwickelten Struktur mit ihren zahllosen Lichtabstufungen geben, und selbst die besten Darstellungen (Heis, Houzeau, Thome, J. F. Julius Schmidt, Boeddicker, Easton) zeigen bei einem Vergleich untereinander nur, daß jeder Beobachter gewissermaßen seine eigene Milchstraße geschen und gezeichnet hat. Es haben daher Pannekoek und Graff versucht, den Verlauf und die hauptsächlichsten Einzelheiten der Milchstraße durch Helligkeitsschätzungen der Art, wie man sie bei der Beobachtung veränderlicher Sterne macht, sicherer zu erforschen. Ersterer hat die Helligkeiten einer Anzahl markanter Stellen durch zahlreiche Schätzungen festgelegt, letzterer durch Messungen mit einem Flächenphotometer. An diese Normalstellen haben dann beide Beobachter die übrigen Teile der Milchstraße durch Schätzungen angeschlossen und die Resultate durch Linien gleicher Helligkeit (Isophoten) bildlich dargestellt. Aber alle Zeichnungen, welche auf Grund von Beobachtungen mit dem Auge gemacht worden sind, werden weit übertroffen durch die wundervollen photographischen Aufnahmen von M. Wolf (Die Milchstraße. Leipzig 1908), vom Harvard College Observatory und besonders von Barnard (Publications of the Lick Observatory Vol. XI und „An Atlas of the Milky Way", Publications of the Carnegie Institution No. 247), welche erst wirklich die unendlich zahlreichen und feinen Einzelheiten dieses Gebildes erkennen lassen. Freilich geben die Photographien immer nur kleinere Ausschnitte der Milchstraße; Goos hat es daher unternommen, durch eine zeichnerische Kombination zahlreicher von Max Wolf gemachter photographischer Aufnahmen ein Gesamtbild der Milchstraße zusammenzustellen. („Die Milchstraße". Hamburg 1921).

Wir wollen uns hier nicht mit einer Beschreibung aufhalten, sondern nur einige hauptsächliche Punkte hervorheben. Die Milchstraße hat nicht

überall die gleiche Breite. Diese beträgt z. B. im Schiff Argo, der breitesten Stelle, über 30°, während sie an anderen Stellen bis auf wenige Grad zusammenschrumpft. Die hellsten Stellen liegen im Adler, etwas südlich von ι Aquilae, im Sobieskischen Schild und im Schwan. Von größeren besonders dunklen Stellen sind die bekanntesten die „Kohlensäcke" im südlichen Kreuz, deren größerer ein Oval von etwa 4° Länge und $2\frac{1}{2}$° Breite bildet. Aber auch am Nordhimmel findet sich eine ähnliche dunkle Stelle, nämlich zwischen α Cygni und α Cephei. Die dunklen Stellen gleichen Inseln in dem Lichtstrom der Milchstraße. Die photographischen Aufnahmen zeigen übrigens auch in den dunklen Stellen, ebenso zwischen den zwei Armen, noch zahlreiche Sterne, so daß diese Verzweigung auf Photographien überhaupt nicht wesentlich auffällt.

Höchst wahrscheinlich sind diese großen dunklen Stellen durch kosmische Staub- oder Gasmassen verursacht, die zwischen uns und der Hauptmenge der Sterne der Milchstraße, also uns näher als diese, ausgestreut sind und daher die ferner liegenden Sterne verdecken. Es scheint, daß diese großen dunklen Massen nicht allzuweit von uns liegen. Pannekoek, wie auch Dyson und Melotte haben versucht, die Entfernung einer solchen Wolke im Taurus abzuschätzen. Zu diesem Zweck wird in der Wolke und ihrer Umgebung die Anzahl der Sterne verschiedener Größenklassen durch Zählungen bestimmt. Unter der Annahme, daß die Sterndichte und die Verteilung der Leuchtkräfte an der betreffenden Stelle, falls die Wolke nicht vorhanden wäre, die gleichen sein würden, wie im Fixsternsystem sonst, kann man dann durch stellarstatistische Methoden die Entfernung der Wolke abschätzen. Obengenannte Forscher fanden auf diese Weise für die Tauruswolken eine Entfernung von 140 Sternweiten (entsprechend einer Parallaxe von 0″0072) bzw. 200 bis 300 Sternweiten. Die durch die Wolke bewirkte Absorption beträgt an mitteldunklen Stellen etwa 2^M. Setzt man voraus, daß es Gase sind, welche die Absorption erzeugen, so müssen es so beträchtliche Massen sein, daß sie die Massen der Sterne selbst im gleichen Raume sehr weit übertreffen. Wird dagegen die Absorption durch Staubteilchen hervorgerufen, so genügen mäßige Massen, um die Verdunkelung zu erklären.

An dem Aufbau der Milchstraße sind in der Hauptsache zahllose, meist schwache Sterne beteiligt, die, vielfach haufenweise beieinander liegend (siehe Fig. 218), den Eindruck wolkenähnlicher Gebilde hervorrufen. Die Sterne stehen an vielen Stellen derselben so dicht aneinander, daß auch die größten und besten Fernrohre der Jetztzeit nicht ausreichen, diese Wolken in einzelne Sterne aufzulösen.

Welchen Spektralklassen die einzelnen Sterne der Milchstraße vorzugsweise angehören, läßt sich wegen der großen Lichtschwäche derselben natürlich nicht feststellen. Da man aber weiß, daß die schwachen Sterne der Bonner Durchmusterung eine um so „blauere Farbe" zeigen, d. h. um so

früheren Spektralklassen angehören, je näher sie der Milchstraße liegen (Kapteynsches Phänomen), und Pickering gezeigt hat, daß das Verhältnis der Zahl der A-Sterne zu der der anderen Klassen mit abnehmender Hellig-

Fig. 218. Milchstraße bei ϑ Ophiuchi.

keit der Sterne wächst, so glaubte man, daß auch die Sterne der Milchstraße selbst zu den früheren Spektralklassen zu rechnen seien.

Eine von Fath zur Entscheidung dieser Frage unternommene Untersuchung hat aber ein anderes Resultat ergeben. Fath photographierte auf

dem Mount Wilson das Spektrum des Gesamtlichtes der Milchstraße an drei sehr hellen Stellen im Schützen, Schwan und Sobieskischen Schild mit einem sehr lichtstarken Spektrographen von kleiner Dispersion, und da zeigte sich, daß das Gesamtspektrum der Milchstraße an jenen drei Stellen sehr nahe dem Sonnenspektrum gleicht. Es ließen sich nämlich die Fraunhoferschen Linien F, G, H, K und drei breite Absorptionsbänder im Ultraviolett hinter K erkennen, und die Abweichungen vom Spektrum der Sonne waren nur gering und unwesentlich. Auch die Intensitätsverteilung im Milchstraßenspektrum entsprach der, welche im Sonnenspektrum vorhanden ist.

Eine Bestätigung dieses Resultates suchte Fath nach einem Vorschlage von Kapteyn durch direkte, unter Anwendung von Farbfiltern gemachte photographische Aufnahmen von Milchstraßenteilen zu erhalten. Diese zeigten nun, daß in der Tat die schwächeren Milchstraßensterne röter zu sein scheinen, als die helleren. Hiernach muß also das Zahlenverhältnis der A-Sterne zu den späteren Klassen (G bis K) von einer gewissen Sterngröße an — etwa der 9. Größenklasse — wieder abnehmen, wie das auch in den Pickeringschen Untersuchungen angedeutet ist, so daß die Mehrzahl der sehr schwachen Milchstraßensterne in Wirklichkeit späteren Spektralklassen angehört. Eine ganz analoge Erscheinung findet sich auch bei Sternhaufen.

Aber nicht nur aus Sternen setzt sich die Milchstraße zusammen, sondern fast überall in derselben und besonders an den Rändern derselben lagern Nebelmassen von zum Teil ungeheurer Ausdehnung, so z. B. im Orion, Schiff, Schützen, Schwan. Die helleren dieser großen unregelmäßigen Nebel waren bereits W. Herschel bekannt, aber die fast überall vorhandenen, vielfach außerordentlich zarten, sich kaum abhebenden und viele Quadratgrade bedeckenden Nebelschimmer haben erst die photographischen Aufnahmen von Barnard und M. Wolf aus den Tiefen des Himmels hervorgeholt. Durch die Untersuchungen besonders von M. Wolf ist festgestellt, daß diese Nebel Gasspektra zeigen, also aus leuchtenden Gasen (Wasserstoff, Helium und noch unbekannten Gasen) bestehen, welche sich auch in den planetarischen Nebeln und in den neuen Sternen finden.

Die um die Nebel herum befindlichen Teile der Milchstraße zeigen nun eine merkwürdige Eigenschaft: sie sind arm an schwachen und mittelhellen Sternen, während in den hellen Nebeln selbst zahlreiche Sterne vorhanden sind. Schon W. Herschel war dies eigentümliche Verhalten aufgefallen. Als Beispiel sei die Gegend um den Orionnebel erwähnt, welcher nur eine Verdichtung in weit ausgedehnten Nebelmassen ist. Auf Anregung von M. Wolf hat Kopff die Sterne dieser Gegend ausgezählt; das Resultat der Zählung ist in Fig. 219 dargestellt. Die Dichte der Schraffierung gibt die Sternzahl an. Sie beträgt in dem nichtschraffierten Teile weniger als 10 Sterne für ein Quadrat, dessen Seitenlänge zwölf Bogenminuten ist, in den schraffierten 10 bis 19, 20 bis 29, 30 bis 39, 40 und mehr Sterne, je nach

der Stärke der Schraffierung. Die Stelle des dichtesten Teiles des Nebels ist durch ein Quadrat bezeichnet. Die Figur zeigt nun auf das deutlichste, daß der helle Orionnebel von einer weiten, lang gestreckten Höhle umgeben ist, die ganz arm an Sternen ist, und an deren oberem Ende der Nebel selbst liegt.

Ein zweites, sehr charakteristisches Beispiel bietet die Milchstraße bei π_2 Cygni (Fig. 220), wo der sogenannte Coconnebel gleichfalls am Ende eines langen, vielverzweigten sternarmen Kanals steht. Dieselbe Erscheinung

Fig. 219.

wiederholt sich, wie bereits erwähnt, in ganz gleicher Weise an zahlreichen Stellen der Milchstraße, so bei den Nebeln bei γ Aquilae, β Cassiopejae, S Monocerotis, ξ Persei, 52 Cygni, beim Amerikanebel usw.

Barnard hat aber auch sternarme Gebilde (Höhlen und Kanäle) gefunden, in deren Nähe keine leuchtenden Nebel stehen. Sie erscheinen wie Löcher in der Milchstraße, durch welche man in den dunklen Himmelsraum hinaussieht. Eines der charakteristischsten Objekte dieser Art befindet sich in der Nähe von α Cephei. Zweifellos gibt es Stellen in der Milchstraße, wo die Sterne fehlen, also wirklich leere Räume vorhanden sind, aber die meisten dieser Barnardschen dunklen Gebilde sind als „dunkle Nebel“ anzusehen.

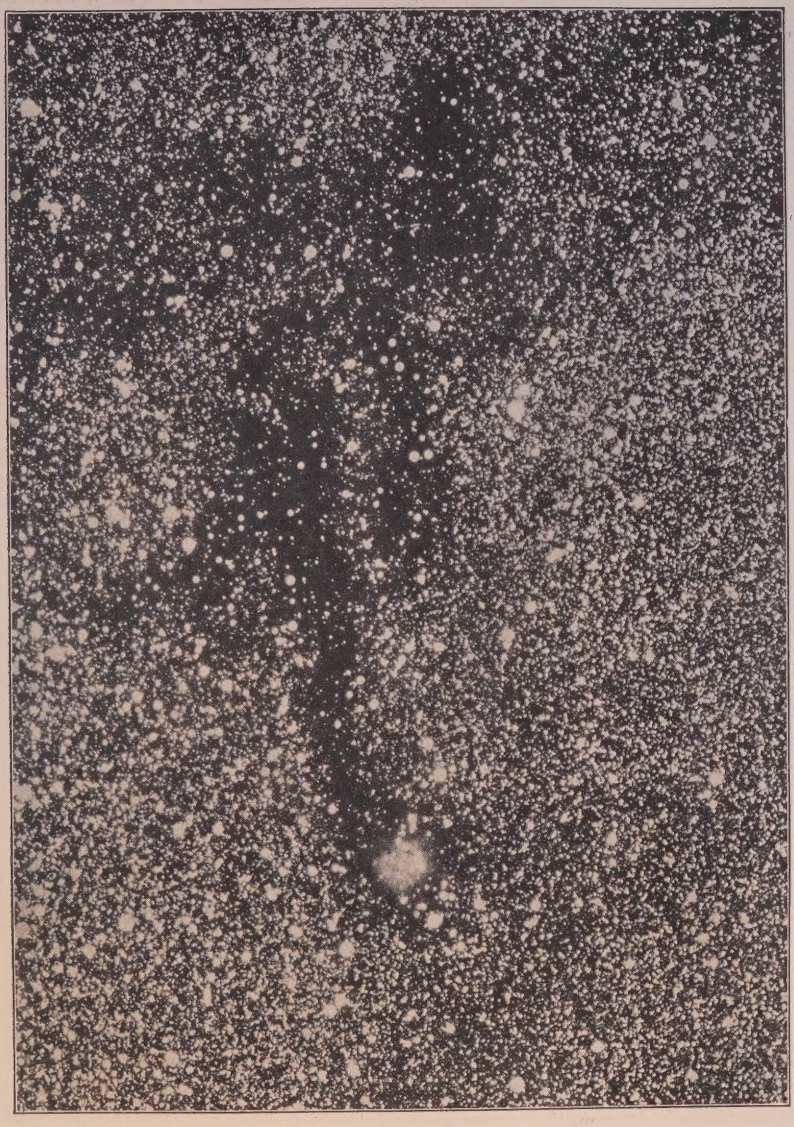


Fig. 220. Sternhöhle bei π_2 Cygni; nach einer Aufnahme von M. Wolf.

Ebenso nämlich, wie in den großen Sternleeren der Milchstraße Ansammlungen von nicht leuchtender Materie uns den Ausblick in den Weltraum versperren, dürften diese kleinen dunklen Gebilde durch das Dazwischentreten dunkler Massen zwischen uns und die ferneren Teile der Milchstraße erzeugt werden. Auf einen solchen Ursprung weist auch die Beobachtung hin, daß häufig diese Höhlen und Kanäle dunkler als der benachbarte Himmel sind. Die hellen Sterne, welche sich in den Sternleeren finden, müssen dann zwischen dem Beobachter und den verdunkelnden Massen stehen. Wo leuchtende Nebel vorhanden sind, dürfte die den Ausblick verhindernde Materie aus nichtleuchtenden Teilen dieser Nebelgase bestehen, wo erstere fehlen, vielleicht auch aus kosmischem Staub. Daß es auch sonst kleinere, nicht selbstleuchtende Wolken gibt, beweisen z. B. die Plejadennebel, welche reflektiertes Licht aussenden. Die zuerst von M. Wolf erwähnte Erscheinung, daß in den Höhlennebeln eine leuchtende Gasmasse am Ende eines langgestreckten leeren Gebietes (Kanals) sich befindet, betrachtet Wolf als einen Beweis dafür, daß diese Nebelmassen in physischer Beziehung zu dem Prozeß der Höhlenbildung stehen; es hat nach Wolfs Ansicht eine lineare Fortbewegung des Höhlenbildungsprozesses stattgefunden. Der Nebel bewegt sich in die sternreichen Teile hinein und fegt dabei scheinbar alle Sterne fort oder verschluckt sie. Bei diesem Zerstören findet nach Wolf an den frisch betroffenen Stellen ein Aufleuchten oder ein Zusammendrängen sonst unsichtbarer kosmischer Materie statt. Ein solcher Vorgang spielt sich natürlich nur in ungeheuer langen Zeiträumen ab.

Die Ansichten über die räumliche Anordnung der Milchstraße und ihren Zusammenhang mit den uns umgebenden Sternen werden im Kapitel II der Stellarastronomie „Der Bau des Universums" auseinandergesetzt werden.

9. Sternhaufen und Nebelflecke.

Außer den einzelnen, die Sternbilder zusammensetzenden Sternen und den Wolken der Milchstraße sieht ein Beobachter, dem kein Fernrohr zur Verfügung steht, an einigen Stellen des Himmels Ansammlungen von Sternen, die sich durch die mehr oder minder starke Anhäufung ihrer Glieder auf einen kleinen Raum vom Himmel abheben, die Sternhaufen. An anderen, aber noch selteneren Stellen tauchen in einer dunklen, gut sichtigen Nacht kleine, schwach leuchtende neblige Gebilde auf, die Nebel. Die hellsten Sternhaufen waren bereits im Altertum bekannt; so werden schon von den Dichtern der Griechen und Römer die Plejaden und die Hyaden erwähnt, Hipparch und Ptolemäus kannten außerdem die Praesepe und die Perseussternhaufen. Letztere erscheinen freilich dem bloßen Auge nicht als aus einzelnen Sternen zusammengesetzt, sondern ebenso wie der wohl zuerst von As Sufi bemerkte Andromedanebel als kleine, lichte Wolken.

Nach der Erfindung des Fernrohres wurden die auffallendsten Objekte sehr bald entdeckt, z. B. der Orionnebel (1610) von Peiresc, der Andromedanebel (1612) von Simon Marius. Der erste aber, der sich durch Aufsuchung und Entdeckung dieser Gebilde große Verdienste erwarb, war Messier. Seine beiden Kataloge (1771, 1777) enthalten bereits eine größere Anzahl (103)[1]). Die eigentliche Erforschung der Sternhaufen und Nebelflecke beginnt aber doch erst mit W. Herschel, der 1779 systematische Nachforschungen mit Hilfe bedeutender optischer Mittel begann. Bereits 1784 hatte er 466 und dann bis 1802 noch über 2000 Objekte dieser Art aufgefunden und beschrieben und an sie Betrachtungen über den Bau des Sternhimmels angeknüpft. Sein Sohn John Herschel setzte diese Studien in gleich großartiger Weise fort. Mit dem 20 füßigen Reflektor beobachtete er zuerst (1825—1833) in Slough in England, dann (bis 1838) am Kap der Guten Hoffnung und bereicherte namentlich unsere Kenntnis der südlichen Sternhaufen und Nebel, von denen bis dahin nur wenige von Lacaille, Dunlop u. a. gefunden worden waren. Die Resultate seiner Arbeiten legte er in drei großen Katalogen nieder, von denen der erste 2307, der zweite 1708 Objekte enthält und der dritte sämtliche 5097 bis dahin beobachteten Nebel und Sternhaufen in einem General Catalogue (G. C.) zusammenfaßt. Der größte Teil derselben ist nur lichtstarken Teleskopen zugänglich, dem bloßen Auge sind etwa 15 bis 20 sichtbar; Heis konnte mit seinem ungewöhnlich scharfen Auge 19 Sternhaufen und 7 Nebel wahrnehmen.

Durch die Einführung der Photographie hat für die Erkenntnis der Sternhaufen und Nebel eine völlig neue Epoche begonnen. Objekte, die früher nur mit den größten Instrumenten sichtbar waren, lassen sich selbst mit kleinen Spiegelteleskopen leicht photographieren, und diese Bilder haben einen Reichtum an Detail enthüllt, wie man ihn bis dahin nicht ahnen konnte. Weiterhin hat sich gezeigt, daß Sternhaufen und Nebel am Himmel sehr viel häufiger vorkommen, als man bis dahin dachte, so daß sie überhaupt nicht zu den seltenen Objekten gehören. Man kann wohl sagen, daß erst durch Einführung der Photographie ein genaueres Studium der Sternhaufen und besonders der Nebel ermöglicht worden ist.

Unter einem Sternhaufen versteht man ein Objekt, das sich bei Anwendung genügend starker Fernrohre ganz oder wenigstens teilweise in einzelne Sterne auflösen läßt, welche unter sich ein System bilden, d. h. irgendwie physisch untereinander verbunden sind, oder von denen man dies wenigstens dem Anblick nach erwarten kann; mit anderen Worten: jede Sterngruppe, deren Glieder ihrem Wesen oder ihrer scheinbaren Lage nach zueinander gehören, sieht man als einen Sternhaufen an. Als Anzeichen einer physischen Zusammengehörigkeit ist z. B. untereinander gleiche, aber von benachbarten Sternen

[1]) Man bezeichnet auch heute noch vielfach diese Objekte nach den Nummern der Messierschen Kataloge, z. B. den Herkulessternhaufen als Messier 13.

verschiedene Eigenbewegung aller Glieder des Haufens anzusehen. So bilden die Plejaden ein physisches System, da die meisten Sterne derselben gleiche Eigenbewegung besitzen. Nebel nennt man dagegen die nicht in einzelne Sterne auflösbaren Objekte.

Fast stets kann das Spektroskop entscheiden, ob man einen sehr engen Sternhaufen oder einen wirklichen Nebel vor sich hat. In letzterem Falle enthält nämlich das Spektrum Emissionslinien, die das Vorhandensein selbstleuchtender Gasmassen anzeigen. Die Spiralnebel besitzen freilich, wie die Sterne, nur ein Absorptionsspektrum ohne helle Linien, und man müßte sie eigentlich als unauflösbare Sternhaufen ansehen; sie werden aber, wenn auch inkonsequenter Weise, zu den Nebeln gerechnet, da sie in ihrem Aussehen den Nebeln gleichen und kaum eine Ähnlichkeit mit den Sternhaufen aufweisen.

Sternhaufen.

Man teilt die Sternhaufen ihrem Aussehen nach in offene Sternhaufen und in Kugelsternhaufen ein. Erstere haben eine unregelmäßige Begrenzung und erscheinen unter den mannigfaltigsten Gestalten. Bald sind ihre Sterne sehr zerstreut, wie in den Plejaden (Fig. 221), bald dicht aneinander gedrängt, wie in dem Sternhaufen im Sobieskischen Schild (Fig. 222). Alle möglichen Übergänge zwischen diesen Extremen kommen vor. Auch die Ausdehnung der offenen Haufen schwankt zwischen weiten Grenzen. Die Kugelsternhaufen dagegen besitzen sämtlich eine nahe kreisrunde Gestalt; ihre Sterne weisen stets eine so starke Konzentration nach der Mitte hin auf, daß diese an Helligkeit die äußeren Teile weit übertrifft. Das ganze Objekt erscheint dadurch dem Auge wie eine Kugel (Fig. 223). Die Zahl der Sterne, die sich auf die kleine runde Fläche zusammendrängen, ist wenigstens bei den hellen Kugelhaufen enorm groß. Neblige Gebilde, wie sie in einigen offenen Sternhaufen (Plejaden) vorkommen, fehlen in ihnen ganz.

Für die Sternhaufen haben sich die messenden Astronomen schon früh interessiert, und so ist bereits eine stattliche Zahl derselben vermessen worden, ja von manchen liegen schon mehrfache derartige Bearbeitungen aus verschiedenen Zeiten vor. Man beabsichtigte in erster Linie, Bewegungen innerhalb der Haufen zu finden, und deshalb sind fast immer die relativen Koordinaten der einzelnen Sterne gegen einen oder mehrere, ihrer Lage nach bekannte, meist helle Sterne im Haufen oder in seiner Nachbarschaft bestimmt worden. Zu diesen Arbeiten verwendete man früher Fadenmikrometer und Heliometer. Es sei hier nur die Besselsche Plejadenvermessung (1841) erwähnt, die vorbildlich für alle derartigen Arbeiten geworden ist. Einen besonderen Aufschwung nahmen aber diese Untersuchungen durch die Einführung der Photographie. Es hatte sich nämlich bald gezeigt, daß photographische Messungen eine Genauigkeit geben, die der mit dem Heliometer oder Mikro-

meter erreichten völlig gleichkommt. Objekte, wie die äußerst engen und sternreichen Kugelhaufen, und ebenso Haufen, die für die Beobachtung mit dem Fernrohre zu schwach sind, wurden nun der Ausmessung zugänglich. In dieser Richtung sind die Arbeiten Goulds bahnbrechend gewesen, welcher als erster 62 Sternhaufen photographisch aufgenommen und ausgemessen hat.

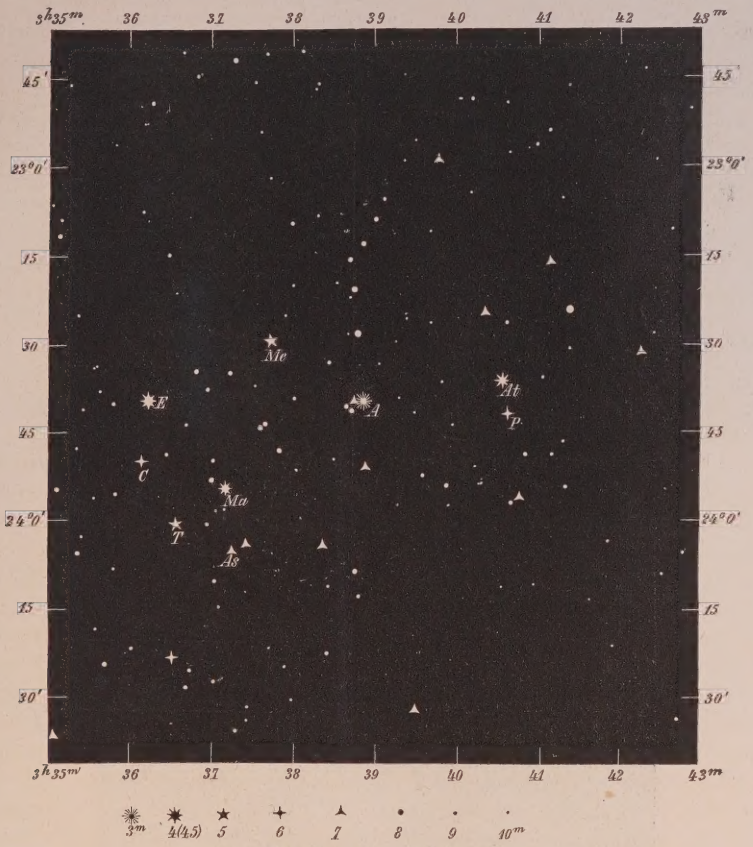


Fig. 221. Die Plejaden.

C = Celaeno, *E* = Elektra, *T* = Taygeta, *Ma* = Maja, *As* = Asterope, *Me* = Merope, *A* = Alcyone, *At* = Atlas, *P* = Plejone. — Stellungen für 1855.

Die Hoffnungen, welche man an diese Arbeiten knüpfte, haben sich bisher freilich nicht erfüllt. Innere Bewegungen in den Haufen hat man noch nicht mit Sicherheit konstatieren können. Diese Objekte sind mit wenigen Ausnahmen so weit von uns entfernt, daß der Zeitraum zwischen der ersten und der letzten Vermessung viel zu klein ist, als daß man schon jetzt Bewegungen

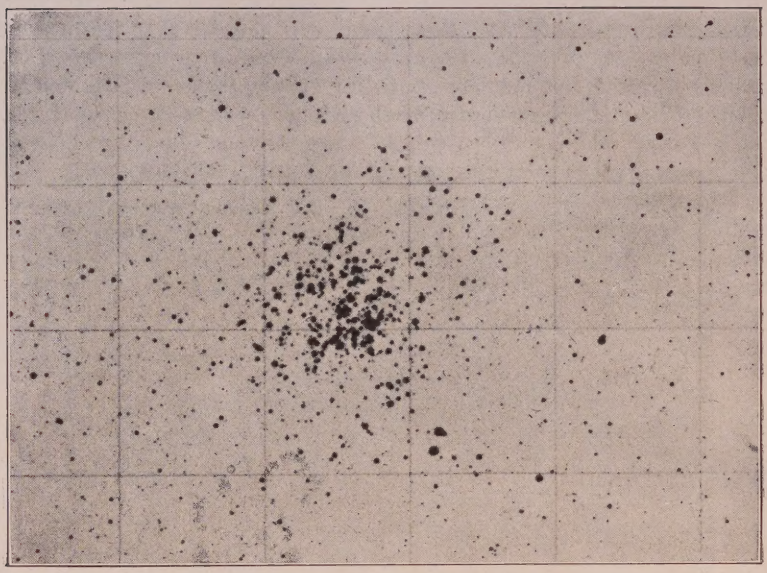


Fig. 222. Sternhaufen im Sobieskischen Schilde Messier 11. (N.G.C. 6705). Nach einer Aufnahme des Observatoriums in Potsdam.

Fig. 223. Sternhaufen im Herkules Messier 13. (N.G.C. 6205.)

hätte feststellen können. Auch direkte Parallaxenmessungen haben deshalb mit ganz vereinzelten Ausnahmen zu keinem wirklichen Erfolge geführt. Ja selbst aus dem parallaktischen Teile der Eigenbewegung ließen sich nur für wenige Sternhaufen Parallaxen von einiger Sicherheit ableiten. Man hat deshalb zu anderen Methoden greifen müssen, um wenigstens Abschätzungen der Größenordnung der Entfernung der Sternhaufen zu bekommen.

Um die eine dieser Methoden, welche man besonders auf offene Sternhaufen anwendet, verstehen zu können, müssen wir uns mit einem Begriff bekannt machen, der für alle stellarstatistischen Untersuchungen von größter Wichtigkeit ist. Sterne der verschiedenen absoluten Helligkeiten kommen, wie wir wissen, nicht gleich häufig vor. So sahen wir bereits, daß die absolut hellsten Sterne, die Riesen, verhältnismäßig selten sind. Kennt man nun die absoluten Helligkeiten sehr zahlreicher Sterne, so kann man eine Beziehung zwischen der absoluten Helligkeit einerseits und der Häufigkeit ihres Vorkommens andererseits ableiten. Man zählt hierzu ab, wie oft eine jede dieser absoluten Helligkeiten vorkommt, zeichnet die Häufigkeitszahlen als Ordinaten, die dazu gehörigen absoluten Helligkeiten selbst als Abszissen auf und zieht durch die so erhaltenen Punkte eine Kurve. Man nennt diese Kurve oder allgemeiner die Beziehung zwischen der absoluten Helligkeit und der Häufigkeit ihres Vorkommens nach Kapteyn die Luminositätskurve oder die Häufigkeitsfunktion der absoluten Helligkeiten oder kurz auch die relative Häufigkeit der Leuchtkräfte. Wie die Untersuchungen, besonders von Kapteyn, zeigen, besitzt diese Kurve die Gestalt der Gaußschen Fehlerkurve, welche die Häufigkeit der Beobachtungsfehler in ihrer Abhängigkeit von der Größe dieser Fehler darstellt. Kapteyn hat aus einem sehr großen und guten Material die Luminositätskurve für die Sterne des galaktischen Systems mit erheblicher Sicherheit abgeleitet. Setzt man nun voraus, daß dieses Verteilungsgesetz der absoluten Helligkeiten auch für die Sternhaufen seine Gültigkeit bewahrt, so kann man folgendermaßen mit Hilfe desselben die absoluten Helligkeiten der Sterne eines Haufens und damit die Parallaxe desselben bestimmen. Man zählt zunächst ab, wieviele Sterne einer jeden scheinbaren Helligkeit es in dem Haufen gibt. Praktisch genommen, haben alle diese Sterne die gleiche Entfernung von uns, die Verteilung der scheinbaren Helligkeiten ist somit hier gleich der der wahren, und wir können daher für den Haufen die Luminositätskurve zeichnen und sie mit der von Kapteyn vergleichen. Durch eine Verschiebung parallel zur Abszissenachse bringt man beide Kurven dann zur Deckung und kann nun unmittelbar ablesen, welche absolute Helligkeit einer gewissen scheinbaren im Haufen entspricht. Aus der Differenz beider folgt dann durch eine einfache Rechnung die gesuchte Parallaxe. Andere Methoden zur Abschätzung der Entfernungen von Sternhaufen werden bei der Besprechung der Kugelhaufen erläutert werden, da sie sich nur bei diesen anwenden lassen.

Zunächst wollen wir die offenen Sternhaufen etwas näher kennen lernen. Die Anzahl derselben am Himmel läßt sich nicht mit Sicherheit feststellen, da sie sich häufig nur wenig von der Milchstraße abheben. Melotte fand bei der Untersuchung der Franklin-Adams-Himmelsaufnahmen 162 offene Haufen, deren Durchmesser größer als eine Bogenminute ist, und deren Sterne heller als 16. bis 17. Größe sind. Da die Platten dieser Himmelsaufnahmen ein sehr gleichmäßiges und gutes Material darstellen, dürfte die von Melotte gegebene Zahl zuverlässig sein.

Schon die Verteilung der offenen Sternhaufen am Himmel zeigt, daß sie zu der Milchstraße in naher Beziehung stehen. Sie bevorzugen dieselbe nämlich in sehr ausgesprochener Weise. Die Mehrzahl dieser Haufen liegt zwischen $\pm 20^0$ galaktischer Breite und fast alle zwischen $\pm 30^0$ Breite. Eine Ausnahme macht der Sternhaufen in der Coma Berenices, der dem Pole der Milchstraße nahe liegt ($+ 85^0$ Breite). In galaktischer Länge sind sie recht gleichmäßig über die Milchstraße hin verteilt.

Die offenen Sternhaufen setzen sich meist aus Sternen der verschiedenen Spektralklassen zusammen, und zwar überwiegen bei einigen die Sterne der früheren Spektralklassen, bei anderen die der späteren. Pickering hat die Spektra der hellen Sterne einiger Sternhaufen untersucht; seine Resultate sind hier in der folgenden Tabelle zusammengestellt.

Name	Spektralklasse nach Pickering				
	A u. B	F	G	K	M
Plejaden	59	14	9	9	—
Praesepe	28	41	9	11	1
Sternhaufen in der Carina .	55	2	1	6	—
N.G.C. 3523[1]).	190	2	6	6	—
Coma Berenices	18	52	9	36	2
N.G.C. 6405	68	4	4	13	2
N.G.C. 6475	269	34	10	31	—

Von den 14 hellsten Sternen des Perseussternhaufens gehören nach W. S. Adams und van Maanen 5 den Klassen B2 bis B4, 6 den Klassen B8 bis A2 und je einer den Klassen F, G, K an. Eine feinere Untersuchung der Plejadenspektren durch Trümpler ergab folgende Verteilung der Sterne auf die verschiedenen Spektralklassen.

[1]) Man benennt allgemein die Sternhaufen und Nebelflecke nach der Nummer, welche sie in dem von Dreyer verfaßten „New General Catalogue of Nebulae and Clusters“ (abgekürzt mit N.G.C. bezeichnet) bzw. in den Nachträgen zu diesem Katalog (abgekürzt mit I.C. I und I.C. II bezeichnet) haben. Der Katalog ist in Vol. 49, die Nachträge sind in den Vol. 51 und 59 der Memoirs of the Royal Astronomical Society, London, veröffentlicht.

Spektrum	Zahl der Sterne	Spektrum	Zahl der Sterne
B5	6	A3	5
B8	6	A5	5
B9	10	F0	2
A0	27	F5	8
A2	11	F8	12
		G	15

Bei den Sternhaufen mit schwachen Sternen kann man die Spektren selbst nicht untersuchen; man muß sich, wie Shapley, auf die Bestimmung der Farbenindizes oder der effektiven Wellenlängen beschränken. Für den Haufen N.G.C. 1647 hat z. B. Hertzsprung die effektiven Wellenlängen bestimmt und gefunden, daß schwache weiße Sterne fehlen (nur ein einziger ist vorhanden), ferner daß die effektive Wellenlänge um so größer wird, je schwächer die Sterne sind. Seares untersuchte die Farbenindizes desselben Sternhaufens, und es ergab sich in voller Übereinstimmung mit dem Resultate von Hertzsprung, daß die Farbenindizes mit abnehmender Helligkeit der Sterne wachsen. Genau das gleiche Verhalten zeigen auch die Plejaden, wie Hertzsprung, Rosenberg, Tichow und Lau in übereinstimmender Weise fanden. Es scheint somit eine allgemeine Eigenschaft der offenen Sternhaufen zu sein, daß die Sterne um so späteren Spektraltypen angehören, je schwächer sie sind, und da sich das gleiche Verhalten bei den Milchstraßensternen findet, so wird die Ansicht, daß offene Haufen nur dichtere Stellen der Milchstraße sind, wesentlich gestützt. Diese Gesetzmäßigkeit ist übrigens in den Sternhaufen so stark ausgeprägt, daß Sterne, die aus dieser kontinuierlichen Farbenfolge herausfallen, als nicht der Gruppe angehörend betrachtet werden dürfen. Beispielsweise gehören einige rote Sterne (Klassen G und K) in den Plejaden nicht zu dieser Gruppe; sie besitzen andere Eigenbewegungen als die Gruppensterne selbst.

Eigenbewegungen kennt man nur für wenige, hellere Sternhaufen, so für die Plejaden (0″.053), für Praesepe (0″.036), für Coma Berenices (0″.05). Innere Bewegungen in den Haufen ließen sich bisher nicht mit Sicherheit feststellen. Sie sind jedenfalls noch kleiner, als die Gesamtbewegung der Haufen. Radialbewegungen sind für die hellsten Sterne einiger Haufen (Plejaden, Perseussternhaufen usw.) bekannt. Alles deutet darauf hin, daß die offenen Sternhaufen sehr weit von der Sonne entfernt sind. Daher ist es auch bisher nicht möglich gewesen, die Parallaxen einer größeren Zahl dieser Sternhaufen durch direkte Messungen zu bestimmen. Für die Hyaden fand Kapteyn aus photographischen Messungen eine Parallaxe von 0″.023, für Coma Berenices ergab sich 0″.012. Man hat deshalb zu anderen Methoden gegriffen, um wenigstens eine Abschätzung für die Entfernung dieser Objekte zu erhalten. So hat Schouten auf Anregung von Kapteyn nach dem bereits oben auseinandergesetzten

Verfahren die Parallaxen einiger Haufen berechnet. Seine Resultate sind folgende.

N.G.C.	Parallaxe	
869	"	
884	0.004	Perseushaufen
1960	0.005	
2099	0.0025	
2437	0.002	
2632	0.024	Praesepe
2682	0.002	
6705	0.00055	
6885	0.005	20 Vulpeculae
7654	0.002	
Plejaden	0.036	

Ob man zu diesen Werten Zutrauen haben kann, hängt natürlich davon ab, inwieweit die Voraussetzung, die diesem Verfahren zugrunde liegt, erfüllt ist. Für die Plejaden und den Sternhaufen *h* Persei scheint sie nicht erfüllt zu sein; die Luminositätskurven beider weichen nach Trümpler von der Kapteynschen stark ab. Speziell für die Plejaden liegen einige nach anderen Abschätzungsmethoden bestimmte Parallaxen vor. Aus der Bewegung der Gruppe fanden Hertzsprung 0″.014, Kapteyn 0″.018, Plummer 0″.024, aus den mittleren Helligkeiten der B-Sterne der 3. bis 7. Größe Hertzsprung 0″.006. Immerhin weichen diese Werte mit Ausnahme des letzten wenigstens in der Größenordnung nicht zu sehr voneinander ab, wie es bei anderen Sternhaufen der Fall ist. So findet Shapley für N.G.C. 2099 eine zehnfach kleinere Parallaxe (0″.00025) als Schouten. Erst spätere Untersuchungen können eine Entscheidung bringen, welche Parallaxen richtig sind.

Kugelsternhaufen. Bisher sind 95 Kugelsternhaufen aufgefunden worden, von welchen bereits alle bis auf etwa 12 den beiden Herschels bekannt waren. Man kann wohl mit Sicherheit annehmen, daß nördlich von -30^{0} Deklination kein weiterer vorhanden ist, der mit den größten zurzeit vorhandenen Teleskopen gefunden werden könnte. Wie die offenen Haufen bevorzugen auch die Kugelhaufen die Milchstraße, aber in weit weniger ausgesprochener Weise als diese. Es liegen nämlich von 82 nur 30 innerhalb $\pm 10^{0}$ galaktischer Breite, 56 innerhalb $\pm 20^{0}$, 63 innerhalb $\pm 30^{0}$; 19 liegen außerhalb dieser Grenzen. Von letzteren stehen einige nicht weit ab von den Milchstraßenpolen. Die Verteilung der Kugelhaufen in galaktischer Länge ist sehr ungleich; es findet sich eine starke Anhäufung dieser Objekte zwischen den Längen 235^{0} und 5^{0} mit einem ausgesprochenen Maximum bei 325^{0}. Alle Kugelhaufen liegen in einer Halbkugel, deren Pol 296^{0} galaktische Länge und -8^{0} galaktische Breite hat. Durch diese Verteilung unterscheiden sich die Kugelhaufen ganz wesentlich von den offenen.

Die typische, kugelförmige Gestalt dieser Objekte wird gut durch den Sternhaufen im Herkules (Fig. 223) repräsentiert. Eine genauere Musterung der Verteilung der Sterne in diesen Haufen durch Shapley und Pease hat nun aber ergeben, daß der Name Kugelhaufen streng genommen nicht für alle diese Objekte richtig ist. Zählt man nämlich die Sterne in den verschiedenen Positionswinkeln ab, so zeigt sich, daß diese Zahlen keineswegs in allen Richtungen gleich sind, wie es bei einem Kugelgebilde sein müßte. In N.G.C. 6273 z. B. befinden sich in den Positionswinkeln 15° und 195° doppelt soviel Sterne, als in den zwei darauf senkrechten Richtungen; dieser Sternhaufen ist somit nach den Abzählungen ein Ellipsoid und keine Kugel. Ein Gleiches ließ sich bei 30 anderen nachweisen. Einige freilich sind streng kugelsymmetrisch; sie besitzen daher entweder wirklich Kugelgestalt, oder es sind Ellipsoide, deren Symmetrieebenen so stark gegen die Gesichtslinie geneigt sind, daß die Abplattung nicht wahrgenommen werden kann. Die sehr hellen Sterne der Kugelhaufen zeigen freilich die ellipsoidische Anordnung nicht, und da der äußere Anblick dieser Haufen im wesentlichen durch sie bestimmt wird, konnte die Abweichung von der Kugelgestalt erst durch die Abzählungen gefunden werden. Die Abweichung von der Kugelgestalt ist übrigens nicht nur in den äußeren Teilen des Haufens vorhanden, sondern in allen Abständen von der Mitte, auch zeigen sie die Sterne aller Helligkeiten, mit Ausnahme der hellsten. Die Äquatorebenen der Ellipsoide sind um so näher parallel der Milchstraße, je näher ihr die Objekte liegen.

Die Zahl der einzelnen Sterne in diesen Haufen ist äußerst groß. Nach Shapley hat N.G.C. 6205 mindestens 100 000 Sterne, N.G.C. 5272 etwa 40 000, und die anderen Haufen werden nicht ärmer sein. Aber wahrscheinlich sind diese Zahlen noch zu niedrig gegriffen, denn die Sternzahl wächst sehr stark mit abnehmender Helligkeit, wenigstens bis zur 20. Größe, und weiter konnten auch die großen Teleskope des Mount Wilson-Observatoriums bis jetzt nicht vordringen. In den Vermessungen der Kugelsternhaufen, z. B. denen von Scheiner, Ludendorff, von Zeipel, Küstner, sind nur die hellsten Sterne enthalten, die, wie erwähnt, wohl den äußeren Anblick des Haufens bestimmen, nicht aber für die Verteilung der Sterne im Haufen repräsentativ sind. Unter Benutzung dieser Messungen und anderer Abzählungen haben Bailey und Pickering und später Plummer, von Zeipel und Strömgren die Verteilung der Sterne in einigen Haufen untersucht und gefunden, daß für beinahe alle nahe das gleiche Verteilungsgesetz gilt. Letztere Astronomen haben dann aus der scheinbaren Verteilung, wie sie auf den photographischen Aufnahmen erscheint, auch die wirkliche räumliche Verteilung, die Sterndichte, berechnet. Sie stimmt sehr nahe mit der überein, die ein Gasball in adiabatischem Gleichgewicht haben würde, wenn das Verhältnis der spezifischen Wärmen den Wert 1.2 besitzt. Die physikalische Interpretation dieses Ergebnisses ist sehr schwierig. Wenn man aber voraussetzt, daß ein Kugelsternhaufen als eine

Gaskugel, die Sterne desselben als Gasmoleküle angesehen werden können, so kann man auf Grund der Lehren der kinetischen Gastheorie Aufschlüsse über die Massenverteilung in dem Kugelhaufen sowie über die Bewegungsverhältnisse der einzelnen Sterne bekommen. Es ist aber recht zweifelhaft, ob es erlaubt ist, obige Voraussetzung zu machen; wir wollen daher nicht näher auf diese Ergebnisse eingehen, zumal auch die allen diesen Untersuchungen zugrunde liegenden Abzählungen sich in der Hauptsache auf die helleren Sterne beschränkten und der ellipsoidale Charakter der Kugelsternhaufen noch nicht erkannt worden war. Auf einem anderen Wege, ohne Anwendung der kinetischen Gastheorie, hat Strömgren versucht, ein Bild von den dynamischen Verhältnissen eines solchen Haufens zu erlangen. Er nimmt an, daß das empirisch gefundene Verteilungsgesetz der Sterne gilt, und weiter, daß die Einzelsterne ihre Bewegungen während sehr langer Zeiträume ausführen, ohne von anderen Sternen individuell beeinflußt zu werden, d. h. daß die Bewegungen nur unter der Gesamtwirkung des Haufens stattfinden. Das Problem führt auf bekannte mathematische Funktionen. Die Berechnung einiger Beispiele zeigt, wie merkwürdig die Bewegungen dieser Art sind.

Die Winkeldurchmesser der Kugelhaufen schwanken zwischen 0.′7 (N.G.C. 7006) und 30′ (N.G.C. 5139). Eigenbewegungen der ganzen Haufen oder innere Bewegung in den Haufen hat man bisher nicht mit Sicherheit feststellen können. Die wenigen Fälle, wo letztere gefunden wurden, beziehen sich wohl auf Sterne, die nicht zum System des Haufens gehören. Dagegen gelang es Slipher, Radialbewegungen der hellsten Haufen zu bestimmen[1]); sie sind im

N.G.C.	Messier	Winkeldurchmesser	Gesamthelligkeit	Photograph. Helligkeit der hellsten Sterne	Gesamtspektrum	Radialgeschwindigkeit	Parallaxe (Einheit 0.″000001) aus hellsten Sternen	aus den Veränderlichen	aus dem Durchmesser	nach Lundmark	nach Schouten	Absolute Gesamthelligkeit
		′	M	M		km						M
288		4.2		14.8			55		52	98		
5024	53	5.5	7.8	15.1	F	— 170	48		62	67		—8.6
5139		30		12.3			170	150	155	400		
5272	3	7.0	6.6	14.2	F	— 125	71	72	72	125	550	—9.1
5904	5	8.6	6.7	14.0	G	+ 10	80	80	81	134	550	—8.8
6205	13	10.6	5.8	13.8	F—G	— 300	89	82	91	150	750	—9.4
6229		1.1	8.6	16.2	F	— 100	29		20	14		—9.6
6333	9	3.2	7.3	15.6		+ 225	38		44	44		—9.7
6341	92	8.0	6.2	13.9	F	— 160	84		78	97		—9.2
6626	28	4.7	7.9	14.9		0	53		57	52		—8.4
6934		1.4	9.0	15.8	F	— 410	35		24	27		—8.6
7006		0.7	9.7						15	10		—9.4
7078	15	5.0	6.2	14.3	F	— 95	69	67	59	84		—9.6
7089	2	7.0	6.7	14.6	F	— 10	60	65	72	99		—9.2

[1]) Alle auf Kugelsternhaufen bezüglichen Zahlen sind in der obigen Tabelle zusammengestellt.

Verhältnis zu denen der Sterne recht groß, erreichen aber doch bei weitem nicht die der Spiralnebel. Das Gesamtspektrum der helleren Haufen ist von Fath untersucht worden mit dem Ergebnis, daß es für alle zwischen den Klassen F und G liegt. Damit ist nicht gesagt, daß alle Sterne der betreffenden Haufen dieser einen Klasse angehören, vielmehr kann man daraus nur schließen, daß die meisten der Sterne den Spektralklassen A bis G angehören und in solcher Mischung vorkommen, daß das Gesamtspektrum des Haufens dem der mittleren Klasse ähnlich ist. Es ist auch weiter zu berücksichtigen, daß nur das Licht der helleren Sterne des Haufens auf die Platte gewirkt hat. Man sieht aber jedenfalls, daß die Kugelsternhaufen alle sehr nahe gleiche Zusammensetzung haben. Auch eine Vergleichung der Energieverteilung im Gesamtspektrum von N.G.C. 5272 mit der im Spektrum eines benachbarten Sternes durch Hertzsprung, ebenso wie die von Lundmark und Lindblad für vier Haufen gemessenen effektiven Wellenlängen sind in bester Übereinstimmung mit den Beobachtungen von Fath.

Die Gesamthelligkeiten der hellen Haufen sind von Holetschek bestimmt worden; sie schwanken zwischen $5^{M}.8$ (N.G.C. 6205) und $10^{M}.5$ (N.G.C. 6760). Auf eine besondere Eigentümlichkeit der Kugelsternhaufen, das Vorkommen einer sehr großen Zahl veränderlicher Sterne von einem speziellen Typus, ist bereits früher hingewiesen worden (vgl. S. 655).

Aus den bisher mitgeteilten, nur spärlichen Ergebnissen der Beobachtungen konnte man natürlich nur wenig über die Natur der Kugelsternhaufen und über ihre Stellung im Sternsystem entnehmen. Erst als Shapley begann, sich unter Anwendung der großen optischen Hilfsmittel des Mount Wilson-Observatoriums mit dem Studium der Kugelhaufen zu beschäftigen, wurde ein Fortschritt gemacht, und zwar ein so wesentlicher, daß man heute über diese Himmelsobjekte beinahe ebenso gut unterrichtet ist, wie über das uns umgebende Fixsternsystem. Die einzige aussichtsreiche Methode, tiefer in die Natur dieser fernen und lichtschwachen Gebilde einzudringen als bisher, war, die Helligkeiten und Farben möglichst vieler einzelner Sterne in den Haufen mit möglichst großer Genauigkeit zu messen. Diesen Weg schlug Shapley ein. Er maß auf zahlreichen, mit den großen Reflektoren erhaltenen photographischen und photovisuellen Aufnahmen im Anschluß an die von Seares verbesserte Polsequenz die Helligkeiten und die Farbenindizes von mehr als einer Million Sterne. Das erste Objekt seiner Studien war der Sternhaufen im Herkules (N.G.C. 6205). Gleich hier konnte er eine sehr wichtige Frage entscheiden. Es zeigte sich nämlich, daß eine allgemeine Absorption des Lichtes im Weltraum nicht oder nur in unmerklichem Betrage vorhanden sein kann. Passiert Licht Gas- oder Staubwolken, so wird es diffus zerstreut, und zwar blaues Licht wesentlich stärker als rotes; Sterne also, deren Licht eine solche Wolke durchsetzt, müssen röter erscheinen, als sie wirklich sind. Nun sahen wir früher, daß bei den uns nahe liegenden Sternen

der Farbenindex von $-0^{M}.5$ für die weißesten bis zu $+2^{M}.0$ für die rötesten variiert. Existierte eine merkliche allgemeine Absorption im Raume, so müßten bei einem so fernen Objekt, wie es der Herkuleshaufen ist, die negativen Farbenindizes fehlen oder zum mindesten stark verkleinert erscheinen. Das ist aber nicht der Fall, die Farbenindizes der Herkulessterne schwanken nach Shapley zwischen genau denselben Grenzen wie bei den uns nächsten Sternen. Es sind auch nicht nur vereinzelte negative Farbenindizes vorhanden, sondern ihre Anzahl (17%) ist durchaus normal. In der Richtung nach dem Herkulessternhaufen ist somit sicher eine Molekularzerstreuung des Lichtes nicht vorhanden. Shapley hat dann weitere zwölf Gegenden in gleicher Weise geprüft. Einige derselben lagen in der Milchstraße (z. B. galaktische Wolken bei N.G.C. 6705), wo verdunkelnde Wolken, wie wir früher sahen, ziemlich häufig sind. Trotzdem hat er nirgends eine allgemeine Raumabsorption konstatieren können. Diese verdunkelnden Wolken müssen somit durchaus lokaler Natur sein. Selbst der am weitesten entfernte Kugelsternhaufen N.G.C. 7006 bestätigt den Schluß, daß die allgemeine Absorption wenigstens bis zu Entfernungen, die 100 000 Lichtjahren entsprechen, durchaus unmerkbar und deshalb zu vernachlässigen ist. Das ist ein Resultat von allergrößter Wichtigkeit, denn nun erst wissen wir, daß die Sternhelligkeiten und Farben, wie wir sie beobachten, nicht durch eine interstellare Absorption verfälscht sind, und nun erst ist es möglich, auf Grund von Helligkeits- und Farbenmessungen tiefer in das Wesen der Kugelsternhaufen einzudringen und insbesondere den Betrag ihrer Parallaxen abzuschätzen.

Letzteres führt Shapley nach einem zuerst von Hertzsprung benutzten Verfahren aus. Miss Leavitt hatte bei der Untersuchung des Lichtwechsels der in der kleinen Magellanschen Wolke stehenden veränderlichen Sterne gefunden, daß ein gesetzmäßiger Zusammenhang zwischen der Periodenlänge einerseits und den scheinbaren Helligkeiten dieser Veränderlichen andererseits besteht, so daß, wenn man die Periode eines dieser Sterne kennt, auch seine Helligkeit unmittelbar mit großer Genauigkeit angebbar ist. Es ergab sich weiterhin, daß auch die veränderlichen Sterne vom δ Cephei-Typus, die den Haufenvariabeln mit Perioden von mehr als 1^{d} nahe verwandt sind, gleichfalls eine derartige Beziehung zwischen Periodenlänge und Helligkeit, aber in diesem Falle der absoluten, besitzen. (Die absoluten Helligkeiten dieser Sterne konnte man nämlich aus den Parallaxen und den scheinbaren Helligkeiten dieser Sterne berechnen.) Setzt man nun voraus, daß die für die δ Cephei-Sterne gefundene Beziehung zwischen Periodenlänge und absoluter Helligkeit auch für die Haufenveränderlichen von mehr als 1^{d} Periode gilt, so sieht man ohne weiteres, wie groß für eine gegebene Periodenlänge die absolute Helligkeit eines Haufenvariabeln sein muß. Aus der Differenz dieser absoluten Helligkeit des Haufenvariabeln und seiner beobachteten scheinbaren läßt sich dann seine Parallaxe berechnen. Die kurz-

periodischen (Periode kleiner als ein Tag) Veränderlichen, die typischen Haufenvariabeln, welche in weit zahlreicheren Sternhaufen und in meist erheblicherer Anzahl vorhanden sind als die mit längerer Periode, befolgen das Gesetz zwischen Periodenlänge und Helligkeit nicht. Wo sie aber zusammen mit solchen längerer Perioden vorkommen, lassen sich ihre absoluten Helligkeiten durch Anschluß an diese berechnen. Dabei ergab sich, daß die mittlere absolute Helligkeit der kurzperiodischen Haufenvariabeln nur innerhalb sehr enger Grenzen um den Wert $-0^{M}.2$ (photographisch) schwankt. Nimmt man nun an, was durchaus erlaubt scheint, daß sie auch in den anderen Sternhaufen sehr nahe die absolute Helligkeit $-0^{M}.2$ haben, so kann man auch diese Veränderlichen zur Ableitung von Sternhaufenparallaxen verwenden.

Für die übrigen Haufen, die keine Veränderlichen enthalten, mußte aber ein anderer Weg eingeschlagen werden. Bei der Berechnung der absoluten Helligkeiten der Sterne in den Haufen mit Variabeln hatte sich gezeigt, daß die absolute Helligkeit der hellsten Sterne dieser Haufen sehr nahe konstant ist und etwa $-1^{M}.5$ beträgt, falls man einige wenige Sterne mit ganz abnorm großen Helligkeiten ausschließt, die wahrscheinlich gar nicht den Haufen angehören. Nimmt man nun an, daß die hellsten Sterne der anderen Haufen dieselbe absolute Helligkeit besitzen, wie die in den Haufen mit Variabeln, so ist klar, daß man auch aus den beobachteten Helligkeiten der hellsten Sterne die Parallaxen berechnen kann. Auf diese Weise hat Shapley die Entfernung von 29 Kugelsternhaufen bestimmt.

Aber schon bei Beginn dieser Untersuchungen hatte Shapley bemerkt, daß zwischen den scheinbaren Durchmessern der Kugelhaufen und den Helligkeiten ihrer Sterne eine gesetzmäßige Beziehung besteht. In den Haufen von kleinstem Durchmesser sind die hellsten vorkommenden Sterne schwächer als in denen mit größerem Durchmesser. Dieses Verhalten veranlaßte ihn, die Hypothese zu prüfen, daß alle Kugelsternhaufen nahe gleiche lineare Dimensionen besitzen. Die Entfernungen der Haufen müssen unter dieser Annahme umgekehrt proportional dem scheinbaren Durchmesser sein, und man kann demnach aus dem scheinbaren Durchmesser die Parallaxe berechnen. Ein Vergleich mit den nach den zwei obigen Methoden bestimmten Parallaxen ergab eine so gute Übereinstimmung, daß die Hypothese gleicher linearer Durchmesser der Kugelsternhaufen nahe der Wahrheit zu entsprechen scheint (siehe die Tabelle auf Seite 696).

Shapley benutzte nun die von Holetschek beobachteten scheinbaren Gesamthelligkeiten zahlreicher Kugelsternhaufen und berechnete mit Hilfe der nach obigen drei Methoden bestimmten Parallaxen ihre absoluten Gesamthelligkeiten. Auch diese ergaben sich als nahe gleich für alle Kugelhaufen und zwar im Mittel zu $-8^{M}.8$ (das ist eine Helligkeit, die dem 275 000 fachen der Helligkeit der Sonne entspricht). Umgekehrt kann man daher auch aus der scheinbaren Gesamthelligkeit die Parallaxen berechnen. Aus den vorher-

gehenden Ausführungen folgt, daß diese vier, von Shapley benutzten Methoden zur Parallaxenbestimmung nicht ganz unabhängig voneinander sind, daß die Berechtigung, sie anzuwenden, auf den Resultaten beruht, welche die Haufenvariabeln ergaben. Aber eine jede Methode enthält doch neue, unabhängige Elemente, die eine gewisse Prüfung der Parallaxen ermöglichen.

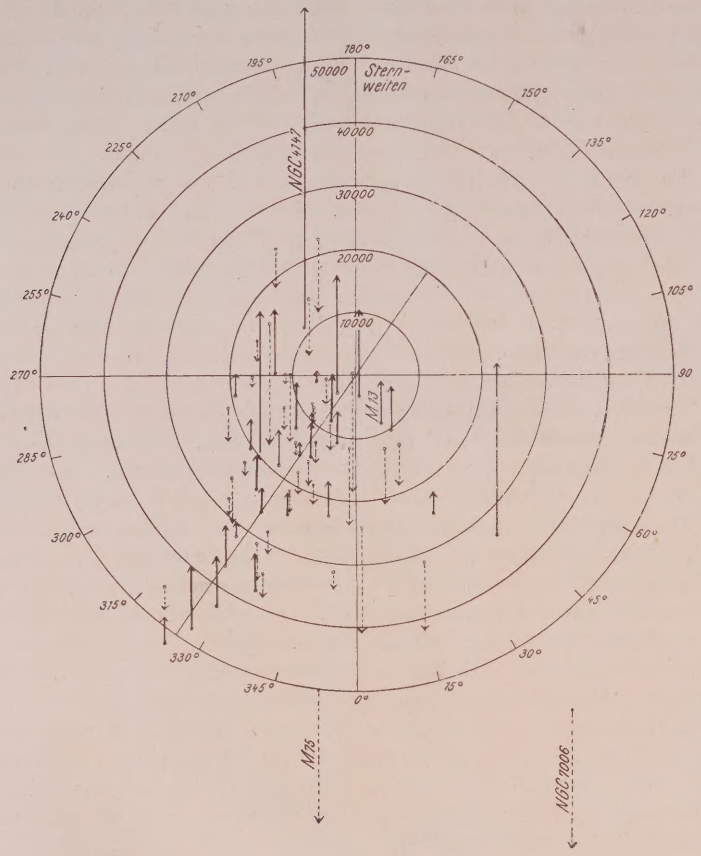


Fig. 224.

Shapley hat nun nach diesen vier Methoden die Parallaxen von 70 Kugelsternhaufen berechnet (wir geben in der Tabelle auf Seite 696 einen Auszug aus der Tabelle von Shapley) und die Anordnung derselben im Raume untersucht. In Fig. 224 ist die räumliche Verteilung der Kugelsternhaufen nach Shapley dargestellt. Die Ebene der Zeichnung sei die Milchstraßenebene. In der Mitte liegt die Sonne, die konzentrischen Kreise um sie herum stellen

Entfernungen von der Sonne in Sternweiten vor. Die Zahlen längs der Peripherie des äußersten Kreises sind galaktische Längen. Die senkrechten Abstände der Sternhaufen von der galaktischen Ebene sind durch Pfeile markiert, die man sich senkrecht zur Papierebene vorstellen muß; die ausgezogenen Pfeile deuten an, daß die Sternhaufen nördlich, die punktierten, daß sie südlich der Milchstraße liegen. Auch für diese Abstände ist die Sternweite Längeneinheit. Die Fußpunkte der Pfeile geben die auf die Milchstraße projizierten Entfernungen der Haufen von der Sonne an.

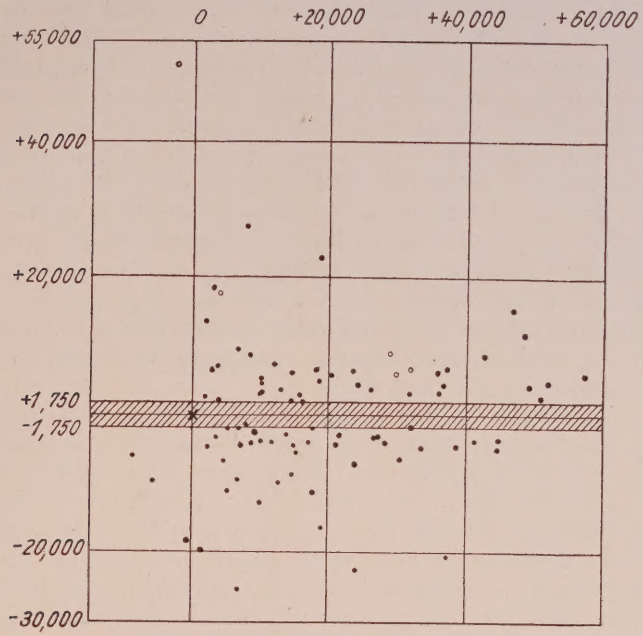


Fig. 225.

Zunächst sieht man, daß die Kugelsternhaufen von der Sonne weiter entfernt sind als irgend welche Sterne unseres galaktischen Systems; der am weitesten entfernte N.G.C. 7006 hat eine Entfernung von 67 000 Sternweiten (220 000 Lichtjahre), ω Centauri und 47 Tucanae sind mit 7000 Sternweiten die der Sonne nächsten Haufen. Ein Viertel aller Objekte ist entfernter als 30 000 Sternweiten (100 000 Lichtjahre). Auch die Abstände von der Milchstraßenebene sind von derselben Größenordnung; so ist N.G.C. 4147 mehr als 50 000 Sternweiten von ihr entfernt. Die Figur zeigt ferner die ganz einseitige räumliche Verteilung dieser Objekte in Bezug auf galaktische Länge. Die Mehrzahl häuft sich um eine Linie, die von der Sonne nach 325° Länge geht, während der Raum zwischen 41° und 195° ganz leer ist. Fig. 225

stellt das System der Kugelsternhaufen in einer zur Milchstraße senkrechten Ebene dar, die gleichzeitig auch senkrecht zu der eben erwähnten Linie von der Sonne nach 325° galaktischer Länge ist. Die Abszissen sind die Abstände der auf diese Ebene projizierten Haufen von der Sonne, die durch ein Kreuz markiert ist. Die Ordinaten sind die Abstände der Objekte von der Milchstraßenebene. Die Figur stellt somit die Verteilung der Kugelsternhaufen dar, wie man sie von einem sehr entfernten Punkte aus sieht, der 0° galaktische Breite und 235° galaktische Länge hat. Einheit der Koordinaten ist wieder die Sternweite. Diese Figur zeigt noch besser als die vorige die fast gleichförmige Verteilung der Kugelsternhaufen gegen die Milchstraßenebene. Die Milchstraße ist also auch für die Kugelsternhaufen eine Symmetrieebene. Ferner sieht man, daß innerhalb von 1300 Sternweiten nördlich wie auch südlich von der Milchstraße kein Kugelsternhaufen vorhanden ist. Das ist aber gerade die Region, in der die offenen Sternhaufen und die Gasnebel liegen und der größte Sternreichtum herrscht. An diese leere Zone grenzt unmittelbar und fast unvermittelt die an Kugelsternhaufen reichste an. Diese engen Beziehungen der Kugelhaufen zur Milchstraße machen es wahrscheinlich, daß auch sie Glieder unseres Sternsystems sind.

Ungeheuer groß wie die Entfernungen sind auch die linearen Durchmesser der Haufen; so hat N.G.C. 5272 einen Durchmesser von etwa 30 Millionen Erdbahnhalbmessern (470 Lichtjahre).

Obgleich Shapley ein überaus großes Beobachtungsmaterial zusammengetragen und in sorgfältigster Weise bearbeitet hat, darf man doch nicht vergessen, daß alle oben mitgeteilten Resultate nur Schätzungen sind, nicht exakte Messungen. Es ist deshalb auch nicht verwunderlich, daß andere Forscher Ergebnisse erhielten, die von denen Shapleys bedeutend abweichen. So sind die Parallaxen der Kugelsternhaufen, die Schouten auf Grund der Luminositätskurve erhielt, ganz wesentlich größer (siehe die Tabelle auf Seite 696). Das Gleiche gilt von den von Charlier bestimmten Parallaxen. Dieser hatte unabhängig von Shapley bemerkt, daß die linearen Dimensionen der Kugelsternhaufen nur in einem geringen Betrage um einen mittleren Wert herum schwanken, und daß man daher in den scheinbaren Durchmessern ein Maß für die Entfernung der Kugelhaufen hat. Charlier berechnete, wie Shapley, aus den Winkeldurchmessern die relativen Entfernungen der Haufen. Aber während letzterer dann mit Hilfe der durch die Haufenvariabeln bestimmten Parallaxen auf die absoluten überging, nahm Charlier an, daß die Kugelsternhaufen zur Milchstraße selbst gehören, deren Dimensionen er aus den Entfernungen der Heliumsterne abgeleitet hatte. Er fand auf diese Weise Parallaxen für die Kugelhaufen, die wohl zu groß sind (im Mittel 0″.01), denn wenn sie richtig wären, müßten die Kugelhaufen recht merkbare parallaktische Bewegungen zeigen. Das ist aber, wie

wir wissen, nicht der Fall. Auch Lundmark ging von den aus den scheinbaren Durchmessern bestimmten relativen Parallaxen aus, fand dann aber die absoluten durch die Benutzung der Kapteynschen Luminositätskurven für die Sterne aller Spektralklassen, für die der B-Sterne und schließlich auch noch für die der A-Sterne. Lundmarks Parallaxen der Kugelsternhaufen, die auf Grund dieser und noch einiger hier nicht näher zu erörternder Annahmen berechnet sind, stimmen mit denen von Shapley gut überein (siehe die Tabelle auf Seite 696). Es wird auch hier späteren Untersuchungen vorbehalten sein, zu zeigen, welche von diesen Parallaxen am nächsten der Wirklichkeit entsprechen, aber es muß doch betont werden, daß man erst durch die Arbeiten von Shapley überhaupt einen Begriff von den Entfernungen der Kugelsternhaufen bekommen hat.

Shapley leitete aus seinem großen Beobachtungsmaterial aber noch andere für die Kenntnis dieser Himmelsobjekte wichtige Resultate ab. Wir hatten gesehen, daß bei den offenen Sternhaufen ähnlich wie im Fixsternsystem die Farbe der Sterne sich immer mehr vertieft, je schwächer die Sterne werden. Die Kugelsternhaufen (es sind im ganzen neun daraufhin untersucht) verhalten sich in dieser Beziehung durchaus anders. Die mittlere Farbe der Sterne verändert sich nämlich mit abnehmender Helligkeit stetig von Rot nach Blau. Typische Fälle hierfür bieten die beiden Kugelhaufen N.G.C. 4590 und 5272. Wir geben Shapleys Resultate in folgender Tabelle wieder.

N.G.C. 4590			N.G.C. 5272			
Mittlere photovisuelle Größe		Mittlerer Farbenindex	Mittlere photovisuelle Größe		Mittlerer Farbenindex	Zahl der Sterne
scheinbare	absolute		scheinbare	absolute		
M	M	M	M	M	M	
12.59	—3.56	+1.40	12.3	—3.4	+1.43	3
13.12	—3.03	+1.28	12.9	—2.8	+1.18	16
13.61	—2.54	+1.08	13.5	—2.2	+1.06	16
13.95	—2.20	+0.93	14.1	—1.6	+0.94	32
14.15	—2.00	+0.88	14.7	—1.0	+0.74	70
14.28	—1.87	+0.76	15.1	—0.4	+0.52	173
14.52	—1.63	+0.90	15.7	+0.2	+0.54	133
14.93	—1.27	+0.72	16.5	+0.8	+0.50	147
15.26	—0.89	+0.73				
15.41	—0.74	+0.50				
15.61	—0.54	+0.33				

Helle blaue und schwache rote Sterne fehlen ganz, hohe Leuchtkraft ist stets mit roter Farbe verbunden. Diese Beziehung zwischen den Farben und Helligkeiten ist so charakteristisch, daß sie ein sicheres Unterscheidungsmerkmal zwischen den offenen und den Kugelsternhaufen abgibt.

In den Kugelhaufen haben wir es nur mit Riesensternen zu tun; die Zwerge sind viel zu schwach, als daß sie auch auf lange belichteten Auf-

nahmen erscheinen können. Im allgemeinen Sternsystem ist nun, wie wir früher sahen, die mittlere Helligkeit der Riesen fast ganz unabhängig vom Spektraltypus; eher scheinen die blauen Riesen heller als die roten zu sein. Die Kugelsternhaufen unterscheiden sich somit auch in dieser Beziehung wesentlich von dem Milchstraßensystem. Eine Andeutung dieser Abhängigkeit der Farbe von der Helligkeit fand Shapley aber auch bei dem offenen, jedoch sehr engen Haufen N.G.C. 6705. Eddington meint daher, daß diese Zunahme der Farbe mit der Helligkeit vielleicht immer dann auftritt, wenn man es mit einer kompakten Masse von Sternen zu tun hat, die sich als Ganzes entwickelt. Die Sterne größter Masse in den Kugelhaufen, die farbigen Riesen, haben gewissermaßen noch nicht genug Zeit gehabt, um bis zum B-Stern-Stadium zu gelangen, so daß hellste Heliumsterne noch gar nicht in den Kugelhaufen vorhanden sein können; die hellsten Sterne gehören noch früheren Stadien an. Im Fixsternsystem dagegen befinden sich die Sterne mit größten Massen bereits in allen möglichen Entwicklungsstadien, da das allgemeine Sternsystem doch wohl ein Produkt zahlreicher, räumlich und zeitlich weit auseinander liegender Entwicklungsprozesse ist.

In anderen Beziehungen sind freilich zwischen Kugelsternhaufen und dem Milchstraßensystem wieder große Ähnlichkeiten vorhanden. Der Betrag des Farbenindex schwankt in den Kugelsternhaufen wie im Milchstraßensystem zwischen $-0^{M}.5$ und $+2^{M}.0$, und abnorme Werte desselben sind in beiden gleich selten. Die Häufigkeit der Farbenindizes bzw. der ihnen entsprechenden Spektraltypen variiert in den verschiedenen Haufen. In N.G.C. 5272 gehören z. B. die meisten Sterne nach Ausschluß der Variabeln den Klassen F und G an, ebenso in N.G.C. 6205. In letzterem tritt aber noch ein zweites, kleineres Häufigkeitsmaximum für die Klasse A hinzu, welches in ersterem fehlt. Auch die Verteilung der Spektraltypen in den verschiedenen Teilen eines Haufens ist nicht bei allen Haufen gleich. So beträgt im Zentrum von N.G.C. 6205 der mittlere Farbenindex $+1^{M}.3$, in zwei Bogenminuten vom Zentrum abliegenden Teilen dagegen nur $+0^{M}.6$, und dies gilt für die Sterne aller Helligkeiten. In N.G.C. 5272 sind dagegen die Sterne aller Typen mehr durcheinander gemischt. Nachdem Shapley gefunden hatte, daß eine größere Zahl dieser Haufen eine ellipsoidale Gestalt hat, konnte er nachweisen, daß die hellsten blauen Sterne (Klasse B) und ebenso die Variabeln den Äquator dieser Ellipsoide bevorzugen, so besonders in N.G.C. 6205, während die hellsten Sterne der anderen Typen eine kugelförmige Verteilung aufweisen. Diese Tatsachen sind in Übereinstimmung mit unserem Fixsternsystem, in welchem die B-Sterne und die δ Cephei-Sterne zur Milchstraße gehäuft sind.

Der Betrag der größten in den Kugelhaufen gefundenen absoluten Helligkeit der Sterne weicht nicht von dem in unserem eigenen System gefundenen ab. Unter mehr als einer Million Sternen der Kugelhaufen sind weniger als 0.1 % Sterne absolut heller als -4^{M} (photovisuell), nur ganz wenige heller

als -5^M, und kein Stern hat eine absolute photovisuelle Helligkeit von mehr als -6^M. Dagegen scheint es, daß das Gesetz der Verteilung der Leuchtkräfte, die Luminositätskurve, für die Kugelhaufen nicht die symmetrische Form hat, die Kapteyn für dasselbe im Sternsystem gefunden hat. So zeigen sich zum Beispiel in N.G.C. 5272 (siehe vorige Tabelle) und N.G.C. 4590 (siehe folgende Tabelle) sekundäre Maxima zwischen den absoluten Helligkeiten $-0^M.5$ und $0^M.0$. Ob diese Abweichungen aber, wie Shapley glaubt, typisch für die Kugelsternhaufen sind, ist doch wohl noch nicht sicher. Es ist bisher nicht möglich gewesen, dieses Gesetz für einen weiteren Bereich der absoluten Helligkeiten als für etwa vier Größenklassen aufzustellen.

N.G.C. 4590		N.G.C. 4590	
Abs. photogr. Größe	Zahl der Sterne	Abs. photogr. Größe	Zahl der Sterne
M		M	
−2.2	3	−0.1	53
−1.8	4	+0.1	29
−1.4	5	+0.4	22
−1.0	9	+0.7	25
−0.7	23	+1.0	41
−0.5	55	+1.3	70
−0.3	65		

Nebelflecke.

Wir haben oben gesehen, daß die spektroskopische Beobachtung es ermöglicht, die Nebel in stellare (Spiralnebel) und in Gasnebel zu scheiden. Einer dritten Art, den dunklen Nebeln, begegneten wir bereits bei der Besprechung der Milchstraße. In diese drei Klassen, die eine Einteilung der Nebel nach ihrer physischen Beschaffenheit darstellen, lassen sich alle bisher gefundenen Objekte einreihen mit Ausnahme von wenigen, welche in ihrem Spektrum neben den Absorptionslinien der Sterne an einigen Stellen auch noch die Emissionslinien der Nebelgase aufweisen (N.G.C. 278, 598, 1068, 4151, 4214, 4449, 5236). Diese Objekte könnte man als Übergänge von den Spiralen zu den Gasnebeln auffassen; es sind in diesen Gebilden neben den Sternen noch leuchtende Gasmassen vorhanden, wie in unserem Fixsternsystem, welches ein ähnliches Spektrum geben würde, wenn man es von außerhalb in sehr großer Entfernung spektroskopisch untersuchen könnte.

Die Einteilung der Nebel nach ihrer physischen Beschaffenheit verdient zweifellos den Vorzug vor der nach ihrem äußeren Aussehen. Herschel hatte (1802) die Nebel in fünf Klassen geschieden[1]): in helle, schwache, sehr schwache, planetarische und sehr große Nebel. In den drei ersten sowie in der letzten

[1]) Die Bezeichnung nach diesen Klassen wird auch jetzt noch bisweilen gebraucht; H II 531 bedeutet den (schwachen) Nebel 531 der zweiten Klasse von W. Herschel. In der Abhandlung von 1811 unterscheidet Herschel noch weit mehr Klassen.

Klasse kommen aber wieder die verschiedensten Formen vor; elliptische, spiralige, regelmäßige und unregelmäßige, ebenso die verschiedensten Grade

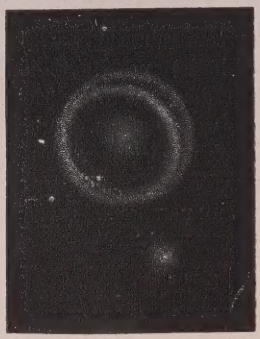


Fig. 226. Spiralnebel in den Jagdhunden nach J. Herschel.

Fig. 227. Spiralnebel in den Jagdhunden nach H. C. Vogel.

der Größe und der Verdichtung, vom nur wenige Sekunden großen, blassesten, gleichmäßigen Nebelschimmer bis zum Nebelstern oder bis zu den unregelmäßigen Ansammlungen nebliger Materie, die sich über viele Quadratgrade erstrecken.

Fig. 228. Spiralnebel in den Jagdhunden nach Rosse.

Diese Einteilung ist wohl in der Hauptsache dem Bedürfnisse des Beobachters entsprungen, rasch kurze Bezeichnungen für das Gesehene zu haben; sie stellt mehr eine kurze prägnante Beschreibung als eine Scheidung nach der Natur der Objekte dar. Die symbolischen Bemerkungen, die in unseren heutigen Nebelverzeichnissen für jedes Gebilde gegeben werden, lehnen sich vielfach an die Herschelschen Klassenbezeichnungen an. Eine Einteilung der Nebel allein nach ihrem teleskopischen Aussehen kann aber überhaupt stets nur einen relativen Wert haben; sie ändert sich, streng genommen, von Fernrohr zu Fernrohr. Eine Vergleichung der Figuren 226, 227, 228 miteinander und mit der photographischen Aufnahme Fig. 229 desselben Nebels beweist dies auf das deutlichste. Sie zeigt aber auch gleich-

zeitig, welche fundamentale Umgestaltung und Erweiterung in der Erkenntnis dieser Himmelskörper durch die Einführung der Photographie statt hatte, so daß mit dieser geradezu eine neue Epoche beginnt. Damit sollen aber nicht die großen Verdienste der Herschel, Rosse, Lassell und der anderen verkleinert werden, welche durch ihre für alle Zeiten bewundernswerten Arbeiten uns dieses Gebiet überhaupt erst erschlossen haben.

Fig. 229. Spiralnebel in den Jagdhunden (N.G.C. 5194). (Photogr. Aufnahme.)

Wir wollen uns zunächst mit den Spiralnebeln beschäftigen, deren Anzahl so groß ist, daß die der Gasnebel daneben fast verschwindet. Dies folgte aus den Aufnahmen, welche Keeler von 1898 an mit dem Crossley-Reflektor des Lick-Observatoriums machte. Seine Platten, die nur kleine Areale verschiedener Stellen des Himmels überdeckten, enthielten nämlich Hunderte von bis dahin unbekannt gebliebenen Nebeln, so daß er die Zahl aller für dieses Instrument erreichbaren Nebel auf 120 000 schätzte. Keelers Resultate wurden durch Perrine, M. Wolf, Fath und H. D. Curtis bestätigt, nur zeigte sich, daß die Gesamtzahl aller dieser Gebilde noch weit größer ist

und etwa $^3/_4$ bis 1 Million beträgt. Es ist bei diesen Schätzungen freilich die an sich wahrscheinliche Voraussetzung gemacht, daß diese meist kleinen und schwachen Nebel Spiralen sind, auch wenn ihr Anblick eine spiralige Struktur nicht erkennen läßt. Ob man diese erkennen kann oder nicht, hängt nämlich ganz davon ab, unter welchem Winkel wir auf die flache, dünne Scheibe oder Linse eines Spiralnebels blicken. Steht diese nahezu senkrecht zur Sehrichtung

Fig. 230. Andromedanebel (N.G.C. 224)
nach einer Aufnahme von J. Roberts.

(Fig. 229), so ist die Spiralstruktur in voller Entwicklung zu erkennen, ebenso auch noch bei einer mittleren Neigung der Spiralscheibe gegen die Gesichtslinie (Fig. 230). Ist diese Neigung aber klein — der Nebel erscheint dann mehr oder minder oval —, so bleibt die Spiralstruktur uns verborgen, und sehen wir den Nebel direkt von der Kante aus, so erscheint er spindelförmig (Fig. 231) oder als sehr exzentrische Ellipse ohne jede Struktur. Es findet sich nun eine lückenlose Folge von offenen, kreisrunden Spiralnebeln bis zu den fast in eine Linie ausgezogenen (Spindelnebel), in der alle Zwischenglieder vertreten sind, wie es ja sein muß, wenn die Ebenen der Spiralen nach den

Gesetzen des Zufalls im Raume verteilt sind. Natürlich spielt auch die räumliche Entfernung der Spirale von uns dabei eine wichtige Rolle; so würden wir den Andromedanebel in einer 500 mal so großen Entfernung von uns als ein kleines strukturloses Oval von 0.'2 Länge mit sehr hellem Kerne sehen.

Auch der Winkeldurchmesser dieser Nebel zeigt die mannigfachsten Abstufungen. Von kleinen Gebilden, die sich auf der photographischen Platte kaum von Sternen unterscheiden, finden sich alle Übergänge bis zu so großen, wie der Spiralnebel im Triangulum (N.G.C. 598), der auf Lick-Aufnahmen eine Fläche von 40 mal 55 Bogenminuten bedeckt, oder wie der Andromedanebel (N.G.C. 224), der als größter aller Spiralnebel eine Fläche am Himmel

Fig. 231. Spiralnebel N.G.C. 4594
nach einer Aufnahme des Mount Wilson-Observatoriums.

einnimmt, die der vierfachen des Vollmondes entspricht. Die Anzahl der kleinen und kleinsten Spiralnebel übertrifft aber bei weitem die der größeren.

Wir können hier die oft überaus komplizierte Struktur dieser Art von Nebeln nicht im einzelnen beschreiben, denn es gibt kaum zwei Objekte, die sich bei näherer Untersuchung als gleich herausstellen. Wir müssen uns auf die Schilderung der typischen Eigenschaften beschränken. Fast stets gehen von dem inneren Teile des Nebels, dem Kerne, zwei einander gegenüberliegende Arme aus, welche bis zu ihrem Verschwinden getrennt bleiben. Diese zwei Arme weisen bei den Nebeln N.G.C. 598, 628, 5194, die von der Pahlen untersucht hat, ein einfaches, geometrisches Bildungsgesetz auf, es sind ziemlich genau logarithmische Spiralen. Diese Form ist aber bei anderen Nebeln nicht vorhanden. In vielen Fällen sind nämlich Knicke und Spitzen in den Windungen bemerkbar, stellenweise sogar Unstetigkeiten, indem einzelne Kurvenstücke gleichsam abgetrennt und aus ihrer ursprünglichen Lage verschoben sind. Eine andere, häufig vorkommende Gestalt ähnelt so sehr

dem griechischen Buchstaben Φ, daß Curtis sie den Φ-Typus nennt (N.G.C. 1530, 5921). Die meisten Spiralnebel besitzen mehr oder minder ausgedehnte Kerne, die heller als die von ihnen ausgehenden Arme sind. In letzteren, aber auch in den Kernen selbst, finden sich vielfach Nebelknoten, d. h. Kondensationen von fast sternähnlichem Charakter (Fig. 229), die auch noch häufig an den äußersten Enden der Arme sichtbar sind, wo keine Nebelmaterie mehr vorhanden ist. Die zahlreichsten solcher stellaren Kondensationen zeigt in seinen Armen N.G.C. 598, einer der schönsten Spiralnebel außer dem in den Jagdhunden (N.G.C. 5194) und dem in der Andromeda. Ritchey konnte über 2400 Knoten zählen, darunter 20 Gruppen von 10 bis 60 Einzelobjekten. Man hat in diesen Kondensationen oft eine „Auflösung in Sterne" sehen wollen, und gerade hierfür bietet N.G.C. 598 das beste Beispiel. Eine Eigentümlichkeit zahlreicher Spiralnebel, deren Ebenen einen kleinen Winkel mit der Sehrichtung machen, ist ein dunkler, längs der großen Achse der elliptischen oder spindelförmigen Figur verlaufender Streifen (Fig. 231). Er dürfte nach den Untersuchungen von H. D. Curtis seine Entstehung einer die Nebel umgebenden absorbierenden Schicht verdanken, ähnlich den dunklen Wolken in der Milchstraße. Die dunkle Bande ist in den direkt von der Kante gesehenen Spiralnebeln so häufig vorhanden, daß man dieses Phänomen kaum als eine Ausnahme, sondern vielmehr als die allgemeine Regel ansehen muß, von der es freilich Ausnahmen gibt. Spiralnebel, deren Ebene einen kleinen Winkel mit der Sehrichtung bildet, zeigen beinahe stets längs der kleinen Achse asymmetrische Gestalten: dunkle Streifen, auf einer Seite der großen Achse stärker ausgebildet als auf der anderen, fächerförmige Ausschnitte in den Kernen, scheinbare Verschiebungen der Kerne längs der kleinen Achse, beträchtlich größere Helligkeit der Materie auf einer Seite der großen Achse usw. Auch diese Erscheinungen sind nach der Ansicht von Curtis durch Absorption vorgelagerter dunkler Materie entstanden.

Die Flächenhelligkeit und die Gesamthelligkeit der Spiralnebel sind recht gering. Erstere ist nach Hopmann kleiner als $18^{M}.5$, letztere nach Holetschek und Hopmann kleiner als 5^{M} (Andromedanebel). Die hellen Nebel sind aber wenig zahlreich. Die Farbe dieser Gebilde wird gewöhnlich als weiß bezeichnet; ein Wahrnehmen der Farbe ist aber wegen der geringen Helligkeit meistens unmöglich. Die von Lundmark und Lindblad für 14 Spiralen bestimmte mittlere effektive Wellenlänge λ 429 $\mu\mu$ würde etwa der Spektralklasse G entsprechen (die Einzelwerte schwanken zwischen λ 420 und λ 436), und die mittlere Farbe müßte hiernach gelblich sein. Das Spektrum des Gesamtlichtes einer größeren Zahl von Spiralnebeln entspricht nach Fath, Slipher und M. Wolf dem von Sternen späterer Spektralklassen (G bis K), das von N.G.C. 3034 nach Slipher dem der Klasse F. Nach Seares scheint gelbliche Farbe im Kern vorzuherrschen, während die Knoten und Kondensationen der Arme reicher an blauem Lichte sind.

Vielfach häufen sich um die großen Spiralen herum zahlreiche kleine Nebelgebilde; so konnte M. Wolf um N.G.C. 598 deren nicht weniger als 517 feststellen, die er übrigens als eine Fortsetzung der Spiralarme selbst ansieht. Die Zahl der Sterne um eine Spirale herum wird dagegen nicht von dieser beeinflußt; sie weicht nämlich nicht ab von der benachbarter, aber etwas weiter entfernt liegender Gebiete. Die Spiralnebel verhalten sich in dieser Beziehung somit durchaus anders, als z. B. der Orionnebel und die Höhlennebel, welche stets sternarme Areale in ihrer Nähe haben. Beispielsweise hat Goetz die Sterne um den Andromedanebel herum abgezählt und gefunden, daß ihre Verteilung als rein zufällig und unbeeinflußt durch den Nebel anzusehen ist, und eine Abzählung der Sterne um die soeben erwähnte Spirale N.G.C. 598 ließ Lundmark erkennen, daß auch hier die Verteilung der Sterne durchaus normal ist und sich die eigenartige Verteilung der kleinen Nebel in der der Sterne nicht wiederspiegelt. Es folgt daraus, daß die Nebel dieser Klasse jedenfalls weiter von uns entfernt sein müssen als die schwächsten, bei diesen Abzählungen berücksichtigten Sterne. Dies gilt sowohl für die offenen Spiralen, als auch für die Spindelnebel.

Als eine der bemerkenswertesten Eigentümlichkeiten der Spiralnebel muß noch das häufige Auftreten von neuen Sternen in ihnen erwähnt werden. Bis zum Jahre 1917 waren nur zwei Novae in Spiralen bekannt, deren eine 1885 von Hartwig im Andromedanebel und deren zweite 1895 von Miss Fleming in N.G.C. 5253 aufgefunden worden war. Seit aber die Astronomen der großen amerikanischen Sternwarten sich mit besonderem Eifer der Erforschung der Nebel widmen, haben sich die Entdeckungen in rascher Folge gemehrt. So fand man von 1917 bis jetzt je eine Nova in den Spiralen N.G.C. 2841, 3147, 4527, 6946, je zwei in 4321 und einundzwanzig im Andromedanebel. Wahrscheinlich gehören auch je ein verdächtiger Stern in N.G.C. 2403 und 3031 und zwei verdächtige Sterne in N.G.C. 5457/58 zu diesen. So lange man nur die älteren zwei Novae kannte, war ein Zweifel, ob diese Sterne wirklich in den Nebeln selbst aufgeleuchtet sind oder sich nur auf diese projizieren, durchaus berechtigt. Diese Zweifel sind aber jetzt hinfällig geworden. Es ist ganz ausgeschlossen, daß das Auftreten einer Nova so häufig aus Zufall sich immer gerade in der Richtung nach einem Spiralnebel hin abspielen sollte, während fast nie solche an anderen Stellen des Himmels erscheinen, als in oder nahe der Milchstraße. Diese in den Spiralen gefundenen Novae sind mit Ausnahme der von 1885 und 1895 zur Zeit ihrer größten Helligkeit freilich sehr schwach, meist 14. bis 19. Größe, aber ihr sonstiges Verhalten ist durchaus mit dem der galaktischen neuen Sterne identisch.

Zweifellos sind die Spiralnebel die bei weitem entferntesten Objekte des ganzen Himmels. Die wenigen direkten Parallaxenmessungen, die man versucht hat, ergaben viel zu große, ganz illusorische Werte für die Parallaxe. Auch Eigenbewegungen ließen sich bis jetzt nicht mit Sicherheit nachweisen.

Wo man solche durch Anschluß der Nebel an schwache Sterne erhalten zu haben meinte, zeigte es sich, daß man nicht die Eigenbewegungen der Nebel, sondern die der schwachen Anhaltsterne bestimmt hatte, denn in den Eigenbewegungen machten sich die Kapteynschen Strombewegungen deutlich bemerkbar. Da nun die Radialgeschwindigkeiten der Spiralen, wie wir gleich sehen werden, enorme Beträge erreichen, Sterne aber, die große Radialgeschwindigkeiten haben, fast ausnahmslos auch große Eigenbewegungen besitzen, so wären eigentlich auch bei den Spiralnebeln sehr große Eigenbewegungen zu erwarten. Daß solche nicht vorhanden sind, zeigt gleichfalls, daß die Nebel offenbar äußerst weit von uns entfernt sind. Leider versagen bei den Spiralnebeln alle Methoden, welche zur Abschätzung der Parallaxen der Sternhaufen anwendbar waren. Eine freilich nur rohe Abschätzung ihrer Entfernung gestatten nach einem Vorschlage von H. D. Curtis aber die Novae der Spiralen. Für einige galaktische Novae sind die Parallaxen leidlich sicher bekannt, so daß man die mittlere absolute Helligkeit dieser neuen Sterne zur Zeit ihres höchsten Glanzes berechnen kann. Setzt man nun voraus, daß die Novae der Spiralnebel sehr nahe dieselbe mittlere absolute Helligkeit wie die galaktischen besitzen, so kann man die Entfernung der Spiralen abschätzen. Lundmark fand so nach einer sorgfältigen Diskussion des vorhandenen Materials für den Andromedanebel eine Parallaxe von 0.″000005, der ein Durchmesser des Objektes von rund 23 000 Lichtjahren entspricht. Wir haben somit wenigstens einen ungefähren Begriff von der Größenordnung der Entfernung, in der sich dieser größte, wahrscheinlich uns am nächsten stehende Spiralnebel befindet, und auch von der seiner Dimensionen.

Eine der merkwürdigsten und charakteristischsten Eigenschaften der Spiralen ist ihre große Radialgeschwindigkeit, welche im Mittel mehr als dreißigmal so groß als die mittlere Radialgeschwindigkeit der Sterne ist und somit die aller übrigen Objekte des Himmels bei weitem übertrifft. Wir verdanken diese Entdeckung den mühevollen Arbeiten, welche Slipher seit 1912 am Lowell-Observatorium ausgeführt hat, und wenn wir auch heute noch nicht die volle Bedeutung dieses Resultats und vor allem seinen physikalischen Sinn verstehen, so kann doch kein Zweifel bestehen, daß diese Entdeckung mit zu den wertvollsten und voraussichtlich folgenreichsten im Gebiete der Nebelastronomie gehört. Wohl hatten Huggins, Scheiner und später Fath und M. Wolf bereits Spektren einiger Spiralnebel erhalten, die sich zur Feststellung des Spektraltypus dieser Gebilde eigneten, aber erst Slipher glückte es, mit Hilfe eines besonders geeigneten Spektrographen und unter Anwendung sehr großer Expositionszeiten (20 bis 40 und mehr Stunden), die sich über mehrere Abende verteilten, Spektrogramme herzustellen, die eine Messung der Radialgeschwindigkeit erlaubten. Wegen des großen Interesses, das diese Zahlen bieten, haben wir in nachstehender Tabelle sämtliche bisher bekannten Radialgeschwindigkeiten von Spiralnebeln zusammengestellt.

N.G.C.	Radialgeschwindigkeit	N.G.C.	Radialgeschwindigkeit	N.G.C.	Radialgeschwindigkeit
221	— 300 km	3034	+290 km	4565	+1100 km
224	— 320	3115	+600	4594	+1140
278	+ 650	3368	+940	4649	+1090
404	— 25	3379	+810	4736	+ 290
584	+1800	3521	+730	4826	+ 150
598	— 70	3623	+800	5005	+ 900
936	+1300	3627	+650	5055	+ 450
1023	+ 300	4111	+800	5194	+ 270
1068	+ 910	4151	+940	5195	+ 240
2681	+ 700	4214	+300	5236	+ 500
2683	+ 400	4258	+500	5866	+ 650
2841	+ 600	4449	+200	7331	+ 500
3031	— 30	4526	+580		

Um einen Begriff von der Vertrauenswürdigkeit dieser Messungen zu geben, sei angeführt, daß beispielsweise Slipher, Wright, Pease und M. Wolf die Radialgeschwindigkeit des Andromedanebels zu — 300, — 304, — 329, — 350 km fanden, Slipher und Pease die der großen Spirale im Triangulum zu —276, —263 km, die des Nebels N.G.C. 4594 zu +1100 bzw. +1180 km.

Diese hohen Werte der Radialgeschwindigkeiten sondern die Spiralnebel von allen anderen Himmelskörpern in sehr scharfer Weise in eine besondere Klasse ab, und man ist zurzeit nicht fähig, diesen Gebilden eine bestimmte Stelle in dem Schema der stellaren Entwicklung zuzuweisen, weder als Beginn, noch als Endprodukt derselben. Im Mittel bewegen sich die Spiralen in der Gesichtslinie mit 600 km Geschwindigkeit, und zwar entfernen sich die meisten von uns. Je stärker die Spiralen zur Sehrichtung geneigt sind, um so größer ist nach Slipher ihre Radialgeschwindigkeit. Es scheint also, daß sie sich mit der Kante voran bewegen.

Slipher konnte durch spektrographische Messungen ferner nachweisen, daß die Spiralnebel eine Rotation besitzen; die Spektrallinien zeigten nämlich eine Neigung gegen das Spektrum selbst, ähnlich wie es bei den Planeten der Fall ist. Solche Rotationen fanden sich bei den Nebeln N.G.C. 221, 224, 598, 1068, 2683, 3031, 3623, 3627, 4594, 5005. Der Andromedanebel (N.G.C. 224) und d r Nebel N.G.C. 3623 scheinen nicht wie feste Körper zu rotieren.

N.G.C.	Radialgeschwindigkeit	Winkelabstand vom Kern	Beobachter
224	88 km	121″	Pease
598	200	Differenz zwischen Kern u. Knoten	Pease
1068	300	60″	Slipher
3031	100	nahe dem Kern	M. Wolf
4594	330	120″	Pease

In der vorstehenden Tabelle ist die in dem Visionsradius gelegene Komponente der Rotation für einen Punkt im gegebenen Winkelabstand vom Kern mitgeteilt.

Bei allen bisher untersuchten Nebeln erfolgt die Rotation in gleichem Richtungssinn in bezug auf die Spiralarme; die Materie strömt vom Kern in die Arme, d. h. die Spiralnebel sind Systeme, die sich infolge der Rotation ausdehnen. Früher glaubte man dagegen, daß sie sich unter dem Einflusse der Gravitation kontrahieren, die Materie sich von außen nach dem Kern hin bewege und der Nebel auf diese Weise nach und nach in einen Stern übergehe. Die Rotationsgeschwindigkeiten sind, wie die Zahlen zeigen, sehr beträchtlich, und es ist verständlich, daß diese Nebel bei einer so schnellen Rotation flache Scheiben oder Linsen werden müssen.

Eine Ergänzung zu diesen Ergebnissen lieferte van Maanen. Er fand bei der Vermessung zeitlich auseinanderliegender Aufnahmen der Spiralen N.G.C. 5457, 598, 5194/5, 3031 innere Bewegungen, die zum Teil den Charakter einer Rotation (Umdrehungszeiten 85 000, 160 000, 45 000, 58 000 Jahre) besitzen, zum Teil aber in radialer Richtung erfolgen. Auch danach scheint es, daß die Materie vom Kern längs der Arme nach außen zu fließt, die Arme selbst sich aber so bewegen, daß die konkave Seite vorangeht, die Spirale sich also aufwickelt. Ähnliche Ergebnisse hatten Kostinsky und Lampland für N.G.C. 5194/5 erhalten. Ein Spiralnebel ähnelt somit in seinen Bewegungsverhältnissen einem Feuerrad oder einer Wasserturbine, wie sie zum Sprengen des Rasens benutzt wird, nur mit dem Unterschied, daß bei diesen die konvexe Seite der Spirale vorangeht. Die beobachteten Beträge sind übrigens sehr klein und noch kaum sicher verbürgt; so fand Schouten für N.G.C. 5194/5 stark von van Maanen abweichende Werte.

Auch in ihrer Verteilung am Himmel zeigen die Spiralnebel ein charakteristisches Verhalten im Vergleich zu den Gebilden unseres Milchstraßensystems. Die Zahl der Nebel nimmt nämlich von dem Pole der Milchstraße nach dieser hin stark ab, und in der Milchstraße selbst ist bisher nur ein einziger Spiralnebel (N.G.C. 6440) gefunden worden. Wir geben in der Tabelle die Anzahl der Spiralnebel pro Flächeneinheit in ihrer Abhängigkeit von der galaktischen Breite wieder nach einer Untersuchung von Sanford, der nicht nur die Abzählungen der Franklin-Adams-Platten benutzte (Spalte 3), sondern noch zahlreiche Kontrollaufnahmen mit dem Crossley-Reflektor (Spalte 2) gemacht hat, so daß ihm zurzeit wohl das beste Material zur Hand war.

Galaktische Zone	Zahl der Nebel	
	Lick-Sternwarte	Franklin-Adams
$\pm 90^0$ bis $\pm 75^0$	45	215
± 75 „ ± 60	11	113
± 60 „ ± 45	9	72
± 45 „ ± 30	10	33
± 30 „ ± 15	3	24
± 15 „ 0	0.3	7

Die Flächeneinheiten sind für beide Abzählungen nicht gleich, so daß auch die Anzahl der Nebel verschieden ist. Aus der Tabelle ist ersichtlich, daß die Polzonen jedenfalls reicher an Nebeln sind, als die Zonen kleiner galaktischer Breite, und zwar ist die nördliche Polzone reicher als die südliche.

Galaktische Zone	Zahl der Nebel	
	Lick-Sternwarte	Franklin-Adams
$+90^0$ bis $+75^0$	54	169
-75 „ -90	26	46

In galaktischer Länge ist die Verteilung aber keineswegs gleichförmig. In AR 2^h und Dekl. $+40^0$ sind Nebel in größerer Anzahl vorhanden, während bei AR 18^h bis 19^h (Gegend im Sagittarius, Skorpion und Ophiuchus) das Minimum der Nebelhäufigkeit liegt. Aber auch sonst scheinen noch einige Gesetzmäßigkeiten angedeutet. So sind die offenen Spiralen in beiden Hemisphären gleich häufig; von den Spindelnebeln ist dagegen ein großer Überschuß auf der Nordhemisphäre vorhanden. Zwischen $\pm 30^0$ galaktischer Breite sind die Nebel im Mittel lichtschwächer als in den übrigen Teilen des Himmels, besitzen aber größere Winkeldurchmesser. Außerhalb der Zone $\pm 30^0$ galaktischer Breite sind die Nebel an den Stellen des Himmels am häufigsten, wo die mittlere Sterndichte am größten ist.

Die Spiralnebel zeigen eine Vorliebe zur Anhäufung auf kleinen Arealen; so sind z. B. bei AR $12^h 55^m$ und Dekl. $+28^0.5$ auf einem Raum von 40×50 Bogenminuten 304 Nebel zusammengedrängt, und ähnliche Nebelhaufen gibt es noch in größerer Anzahl (in der Coma, der Virgo, dem Perseus, bei 20 Ceti usw.). Die einzelnen Objekte dieser Ansammlungen sind klein und lichtschwach. Die meisten dieser Anhäufungen hat M. Wolf aufgefunden.

Ob die Spiralnebel kleinere, unter die Sterne verstreute, zu unserem Milchstraßensystem gehörende Gebilde sind, oder ob sie Untersysteme desselben sind oder gar selbst sehr entfernte Milchstraßensysteme — Welteninseln —, läßt sich heute noch nicht entscheiden. Die Ansichten der Astronomen, welche sich speziell dem Studium der Nebel gewidmet haben, stehen sich in dieser Frage schroff gegenüber.

Den Übergang zu den Gasnebeln bilden die auf Seite 705 erwähnten sieben Nebel, welche außer einem kontinuierlichen, dem der Sonne ähnlichen Spektrum noch die Emissionslinien der für die eigentlichen Gasnebel charakteristischen Gase besitzen. So zeigt z. B. N.G.C. 1068 die Linien des Wasserstoffs und des Nebuliums. Die aus diesen Linien folgende hohe Radialgeschwindigkeit beweist, daß die Nebelgase mit dem eigentlichen Spiralnebel in Verbindung stehen, ein einheitliches Ganzes mit ihm bilden müssen. Auch die beiden Magellanschen Wolken dürften hierher gehören, da man sie nicht mehr, wie früher, als abgesprengte Teile der Milchstraße, sondern als sehr

unregelmäßige, uns relativ nahe stehende Spiralnebel ansieht. Diese noch so wenig erforschten Gebilde bestehen aus großen Wolken nicht auflösbarer Nebel und nebliger Materie, aus diffusen Gasnebeln, aus Haufen, die sich aus Sternen und Nebeln zusammensetzen, aus auflösbaren und nicht auflösbaren Sternhaufen und aus Sternen. In der großen Wolke kennt man allein 278 Nebelgebilde. Die Astronomen der Lick-Sternwarte konnten die Radialgeschwindigkeiten einer Anzahl der in den beiden Wolken vorkommenden Gasnebel bestimmen, und sie fanden, nach Abzug der Sonnenbewegung, für die kleine Wolke eine Radialgeschwindigkeit von + 157 km, für die große eine solche von + 261 km. Siebzehn verschiedene Stellen der letzteren ergaben Radialgeschwindigkeiten zwischen 251 und 309 km, deren Betrag von den Koordinaten dieser Punkte abhängig zu sein schien. Hertzsprung konnte mit Hilfe dieser Beobachtungen zeigen, daß sich alle Teile der großen Wolke parallel und mit gleicher Geschwindigkeit im Raume bewegen, ferner daß auch die kleinere Wolke an dieser Bewegung teilnimmt. Beide Wolken bilden demnach ein System, das mit einer Geschwindigkeit von 608 km nach dem Punkte AR 4^h31^m, Dekl. $-4°.7$ hinstrebt. Auch einige der 21 Sterne der Klasse Oa, welche sich in dem Gebiete der großen Wolke befinden, scheinen eine hohe positive Geschwindigkeit zu besitzen, dürften also zur Wolke gehören. Dagegen ergaben 17 Sterne mit Helligkeiten zwischen $4^M.5$ und $9^M.0$ kleine Radialgeschwindigkeiten — im Mittel + 6 km —; sie liegen daher zweifellos nicht in der Wolke, sondern zwischen uns und ihr. Die Parallaxe der kleinen Wolke hat Hertzsprung mittels der auf Seite 698 auseinandergesetzten Methode abgeschätzt und für sie $0''.0001$ erhalten, so daß diese Wolke, falls sie wirklich zu den Spiralgebilden zu rechnen ist, in der Tat eines der uns am nächsten liegenden ist.

Die Gasnebel scheidet man in unregelmäßige oder diffuse und in planetarische Nebel. Erstere sind fast stets sehr groß und haben eine sehr unregelmäßige Gestalt und unscharfe, neblige Begrenzungen. Doch kommen auch kleinere vor, z. B. der Crabnebel. In den Figuren 232, 233, 234 sind einige besonders schöne und für diese Gattung charakteristische Nebel abgebildet, welche besser als alle Beschreibung das Aussehen der unregelmäßigen Nebel zeigen und gleichzeitig erkennen lassen, wie stark sich diese Gebilde voneinander unterscheiden.

Die Helligkeit der unregelmäßigen Nebel variiert stark; so ist der Orionnebel mit bloßem Auge zu sehen, während andere auch auf sehr lange exponierten Platten nur als zarte, schwache Nebelschimmer sichtbar werden. In einigen scheinen Änderungen in der Helligkeitsverteilung im Innern oder in der Struktur vorzukommen; beispielsweise fand Lampland solche Änderungen in Aufnahmen des Crabnebels, die zwischen den Jahren 1913 und 1921 erhalten waren.

Fast stets befinden sich die unregelmäßigen Nebel in Gegenden, wo die Sterne der früheren Spektralklassen, namentlich die B-Sterne, häufig sind, und in vielen Fällen sind sie zweifellos mit diesen verbunden; sie besitzen dann

die gleiche Radialgeschwindigkeit wie die Sterne in ihnen. Wo ein solcher Zusammenhang zwischen Sternen und Nebeln vorhanden ist, werden mit den Parallaxen der Sterne auch die der Nebel bekannt. So folgt z. B. für den Orionnebel aus den Heliumsternen der Oriongegend nach Kapteyn eine Parallaxe von 0″0054. Die großen unregelmäßigen Nebel sind daher viel weniger weit von uns entfernt als die Spiralnebel und gehören sicher zu

Fig. 232. Orionnebel nach einer Aufnahme am großen Refraktor des Potsdamer Observatoriums.

unserem Fixsternsystem. Dafür spricht auch, daß sie in ihrer Verteilung am Himmel in sehr ausgesprochener Weise die Milchstraße bevorzugen; unregelmäßige Nebel außerhalb derselben gehören zu den sehr großen Seltenheiten.

Die Spektren der unregelmäßigen Nebel lassen sich der großen Lichtschwäche wegen nur schwierig untersuchen, und man ist zufrieden, wenn man überhaupt die Existenz eines Gasspektrums nachweisen kann[1]). Nur der

[1]) M. Wolf konnte nachweisen, daß außer den in der Tabelle (Seite 720) stehenden unregelmäßigen Nebeln noch die gleichfalls unregelmäßigen Nebel N.G.C. 1499, 1952, 6960, 6962, 7000, I.C.I 434 Gasspektra besitzen.

Fig. 233. Trifid-Nebel (N.G.C. 6514).

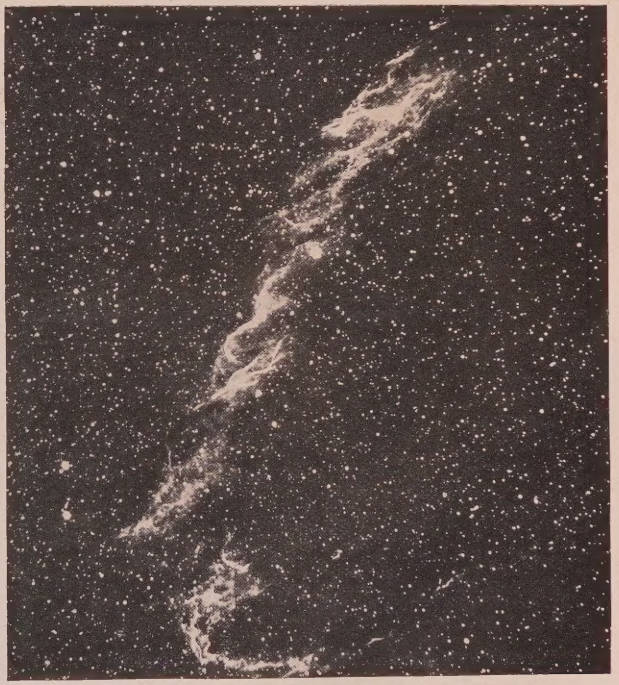


Fig. 234. Nebel im Schwan (N.G.C. 6992).

Nach Aufnahmen mit dem Crossley-Reflektor der Lick-Sternwarte.

Orionnebel ist hell genug für eine genauere Untersuchung. Sein Spektrum gleicht so sehr dem der planetarischen Nebel, daß wir das spektrale Verhalten beider Arten von Nebeln gleich hier näher besprechen wollen.

Die Spektra der Gasnebel bestehen in der Hauptsache, wie bereits erwähnt, aus einer mehr oder minder großen Zahl heller Linien. Welchen chemischen Elementen sie zuzuweisen sind, wissen wir für die meisten Linien heute nicht viel besser wie damals (1864), als Huggins entdeckte, daß einige Nebel drei grüne Emissionslinien besitzen und somit leuchtende Gasmassen sein müssen. Die eine dieser Linien ließ sich bald mit $H\beta$ identifizieren; den Ursprung der beiden anderen (λ 4959 und 5007) kennt man auch heute noch nicht. Bei der Untersuchung verschiedener Nebel erkannte man bald, daß diese zwei „Nebellinien" höchst wahrscheinlich ein und demselben Element angehören, da sie in allen Nebeln dasselbe Intensitätsverhältnis aufweisen, während die Intensität der Wasserstofflinie $H\beta$ in Vergleich zu den Nebellinien von einem Nebel zum anderen oft beträchtlich variiert. Spektralphotometrische Messungen von Wilsing und Scheiner bestätigten später in der Tat, daß die Linie λ 4959 in allen Nebeln nur den vierten Teil der Helligkeit der Linie λ 5007 hat, während $H\beta$ bald heller, bald schwächer als die beiden anderen Linien ist. Bei weiteren Untersuchungen bemerkte man, daß das Intensitätsverhältnis der Nebellinien zu $H\beta$ nicht einmal in ein und demselben Nebel konstant ist, sondern daß es z. B. im Orionnebel Stellen gibt, wo die Nebellinien heller als die Wasserstofflinien sind, und umgekehrt.

Mitchell hat das Verhalten dieser Linien und der Doppellinie λ 3727, welche gleichfalls für die Gasnebel charakteristisch ist, beim Orionnebel genauer studiert und ist zu interessanten Resultaten gekommen. Photographiert man nämlich das Spektrum eines Nebels, das aus isolierten hellen Linien besteht, mit einem spaltlosen Spektrographen (Objektivprisma oder -gitter), so erhält man statt der Spektrallinien (der Abbilder des Spaltes) einzelne Bilder des ganzen Nebels, und zwar in dem monochromatischen Lichte der einzelnen Wellenlängen. Mitchell wendete dieses Verfahren auf den Orionnebel an, und es zeigte sich dabei, daß die Gestalt des Nebels und die Lichtverteilung in den einzelnen Teilen desselben in dem Lichte der verschiedenen Wellenlängen recht verschieden sind. Das Bild im Lichte der Linie λ 3727 hat die größte Ausdehnung. Die schwachen, außen liegenden Teile des Nebels zeigen im Lichte dieser Wellenlänge eine erheblich größere Intensität und viel weitere Ausdehnung, als im Lichte der Linie $H\beta$. Die hellste Stelle des Nebels, die sogenannte Huygenssche Region, erscheint im Lichte von λ 3727 ebenso intensiv als in dem von $H\beta$, aber im Lichte der Nebellinie λ 5007 stärker als in diesen beiden, während die außerhalb liegenden Teile im $H\beta$-Lichte stärker als in dem der Nebellinien sind. Die Untersuchung zeigte somit, daß der Orionnebel aus mehreren Gasen besteht, daß

aber an verschiedenen Stellen des Nebels entweder die Verteilung oder, was wahrscheinlicher ist, der Leuchtprozeß sehr verschieden ist.

Photographische Aufnahmen mit sehr großen Expositionszeiten haben noch weitere, in den Nebelspektren vorkommende helle Linien auffinden lassen, von denen man die des Wasserstoffs und die des Heliums (normale Linien, ζ Puppis-Serie und λ 4686), sowie einige des Stickstoffs (λ 4097, 4634, 4641) und des Kohlenstoffs (λ 4267, 4649, 6584) identifizieren kann, während die anderen mehreren uns unbekannten Elementen angehören, welche man unter dem Namen „Nebulium“ (abgekürzt mit Nu bezeichnet) zusammenfaßt. In der folgenden Tabelle sind die hauptsächlichsten dieser letzteren nach den Messungen von W. H. Wright zusammengestellt. Die Wellenlängen, welche man sicherer kennt, sind mit mehr Stellen gegeben, als die nur unsicher bestimmten.

λ 3313	λ 3729.05	λ 4068.77	λ 4725.7	λ 5755.0
3342	3759	4076.37	4740.4	6302
3346	3840.4	4363.37	4959.09	6313
3426.4	3868.89	4571.7	5007.02	6364
3445	3967.66	4658.4	5737	6548.3
3726.30		4711.6		6730

Die Linienintensitäten sind nicht angegeben, da sie, wie wir sahen, in den verschiedenen Nebeln meist stark variieren. Wie aber die beiden grünen Nebellinien stets das gleiche Intensitätsverhältnis besitzen, ganz gleichgültig, wie groß die Intensität ist, und somit ein und demselben Element anzugehören scheinen, so gehören nach Wright auch die Linien jeder der folgenden Gruppen zusammen:

λ 3313	λ 3346	λ 3726	λ 3869	λ 4069
3342	3426	3729	3968	5755
3445				6548

Die Linie λ 4363 steht dagegen allein in ihrem Verhalten.

Unter Benutzung der Emissionslinien ließen sich die Radialgeschwindigkeiten einiger der großen unregelmäßigen Nebel bestimmen. (In der folgenden Zusammenstellung ist die Bewegung der Sonne bereits in Abzug gebracht.)

N.G.C.	Name	Radialgeschwindigkeit
1976	Orionnebel	0 km
3372	η Carinae-Nebel	− 5
6514	Trifidnebel	+ 23
6523	Messier 8	+ 8
6618	Omeganebel	+ 21

Sie sind etwa von der Größenordnung der Radialgeschwindigkeiten der ihnen nahe stehenden Sterne. Als mittlere individuelle Geschwindigkeit dieser

großen Nebel folgt 11 km. Die spektrographische Untersuchung führte aber noch zu einem weiteren interessanten Resultat, nämlich daß innere Bewegungen in diesen großen Nebeln vorhanden sind. 1902 fanden Vogel und Eberhard bei der Untersuchung des Orionnebels, daß die Radialgeschwindigkeit der Nebelmaterie bei dem hellsten Stern des Trapezes (ϑ_1 Orionis) und etwas östlich von ihm um etwa 5 bis 6 km größer ist als die der Gegend 0.6 Bogenminuten westlich von diesem Stern. Beobachtungen von Buisson, Fabry und Bourget mit einem Interferometer (1910 bis 1914) und solche mit einem Spektrographen durch Frost (1915) bestätigten diesen Befund. Die ausführlichste Untersuchung dieser Frage rührt aber von den Astronomen der Lick-Sternwarte her, die 1913 bis 1917 fast den ganzen Nebel auf relative Bewegungen hin durchforschten und die Radialgeschwindigkeiten sehr zahlreicher Punkte mit großer Genauigkeit festlegten. In einem kreisförmigen Gebiete von etwas mehr als einer Bogenminute Radius um den Stern Bond 628 herum fanden sie Schwankungen der Geschwindigkeiten zwischen + 9.7 km und + 23.2 km gegen die Sonne. Es kann somit keinem Zweifel unterliegen, daß die Gase dieses Nebels in sehr lebhaften Bewegungen begriffen sind, die sich aber häufig schon innerhalb kleiner Areale so rasch ändern, daß sie rein lokaler Natur sein müssen und keinen rotatorischen Charakter besitzen, wie die französischen Beobachter glaubten.

Eine bemerkenswerte Eigentümlichkeit ist es, daß sich an die diffusen Gasnebel meist sternarme Gegenden anschließen. Die Gasmassen erstrecken sich offenbar noch viel weiter hin, als es nach den leuchtenden Teilen derselben den Anschein hat. Der leuchtende Gasnebel geht in einen dunklen über. Solche Sternleeren finden sich bei dem Amerikanebel (N.G.C. 7000), dem Trifidnebel usw. und auch beim Orionnebel und den ihn begleitenden Nebeln. Slipher hat die hellsten dieser fast das ganze Sternbild des Orion umgebenden Gebilde spektrographisch untersucht und in bezug auf die uns hier interessierende Frage wichtige Resultate erhalten. Der Orionnebel selbst besitzt ein außerordentlich schwaches kontinuierliches Spektrum ohne irgendwelche Absorptionslinien; letztere sind offenbar ganz von den Emissionslinien zugedeckt. Der Nebel N.G.C. 1982 nördlich vom Orionnebel weist gleichfalls ein kontinuierliches Spektrum auf, dessen Intensität aber innerhalb des Gebildes stark und ganz unabhängig von der der hellen Linien variiert. Es ist bei dem Stern Bond 734 am stärksten und zeigt, wenn auch nur sehr schwach, die Absorptionslinien des Heliums. Die Emissionslinien dieses Gases sind nämlich in diesem Nebel so schwach, daß sie die Absorptionslinien nicht verdecken. Noch deutlicher erscheinen letztere in N.G.C. 1977, da in diesem Nebel alle hellen Linien (auch die Nebellinien) mit Ausnahme der des Wasserstoffs fehlen. N.G.C. 2068, der am weitesten vom Orionnebel liegt, besitzt endlich das Spektrum eines B-Sternes ohne helle Linien. Dieser Nebel, der in einer Sternleere liegt, leuchtet also dadurch, daß er das Licht der in ihm stehenden

Sterne reflektiert. Die Spektra der großen Nebelgebilde im Orion, die zweifellos zusammengehören, variieren also vom reinen Gasspektrum bis zum Spektrum eines B-Sternes, wenn man von der mittleren Gegend, dem Orionnebel selbst, immer weiter und weiter abgeht. In den äußeren Teilen sind nicht mehr die physikalischen Bedingungen für die Emission eigenen Lichtes vorhanden; die Gase zerstreuen oder reflektieren aber das Licht der in ihnen oder ihnen nahe stehenden Sterne, bis sich dann endlich ein wirklich dunkler Nebel anschließt, welcher uns nur dadurch bemerkbar wird, daß er das Licht der hinter ihm stehenden Sterne auslöscht, d. h. eine Sternleere erzeugt. Die Nebel der zweiten Klasse gehen somit häufig in kontinuierlicher Weise in die Nebel der dritten Klasse über.

Fig. 235. Ringnebel in der Leier (N.G.C. 6720).

Zu den Gasnebeln gehören ferner, wie wir sahen, die planetarischen Nebel, die in mittelgroßen Fernrohren, bei nicht zu starker Vergrößerung, sich meist als sehr regelmäßige, gut begrenzte, fast gleichmäßig in bläulichgrünem Lichte leuchtende Scheibchen darstellen. Ihr Aussehen, das dem einer Planetenscheibe ähnelt, gab die Veranlassung zu ihrer Benennung. Die Beobachtungen mit sehr großen Fernrohren und besonders die photographischen Aufnahmen zeigen aber, daß diese Nebel fast immer eine recht komplizierte Gestalt und Struktur besitzen. So finden sich ringförmige Nebel (Fig. 235) und schraubenförmige (N.G.C. 6543, 7293), kreisförmige oder ovale, fast strukturlose Scheiben, unvollständige Ringe mit Abstumpfungen an den Enden der großen Achse, spiralige Formen, die an Saturn mit seinem Ringsystem erinnern (N.G.C. 6210), und endlich auch unregelmäßige. In so zahlreichen Fällen (55 von 78) besitzen sie einen Zentralstern (9. bis 18. Größe), daß man das Vorhandensein

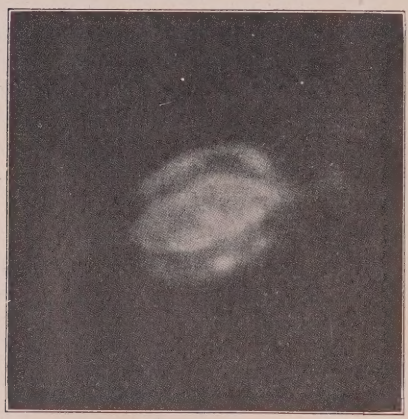


Fig. 236. Planetarischer Nebel (N.G.C. 7009). Nach einer Aufnahme des Mount Wilson-Observatoriums.

eines solchen als geradezu typisch ansehen kann; einige wenige haben zwei oder drei Kerne. Die meisten planetarischen Nebel haben offenbar in Wirklichkeit die Gestalt sphärischer oder ellipsoidischer Schalen (Fig. 236), deren Dicke aber nicht überall gleich ist. Der Raum zwischen Kern und Schale dürfte jedoch nicht leer, sondern auch mit Gasen angefüllt sein. Auch die Ringnebel sind keine wirklichen Ringe, was daraus ersichtlich ist, daß sie alle nur schwach elliptisch sind, während man doch auch sehr gestreckte elliptische Ringe sehen müßte, wenn die Lage ihrer Ebenen im Raume nach den Gesetzen des Zufalls verteilt wäre.

Die Dimensionen der planetarischen Nebel schwanken innerhalb weiter Grenzen. Manche haben einen Durchmesser von nur 2″ bis 3″ und sind daher allein in sehr großen Fernrohren von Sternen zu unterscheiden; der Dumbbell-Nebel (N.G.C. 6353) aber hat Achsen von 8′ resp. 4′ und der Nebel N.G.C. 7293 sogar von 15′ resp. 12′. Die Helligkeit der planetarischen Nebel ist meist gering. Die hellsten sind etwa 7., die schwächsten 15. Größe.

Die planetarischen Nebel sind als Seltenheiten am Himmel anzusehen; es sind bis jetzt nur etwa 150 aufgefunden worden, davon die bei weitem meisten auf dem Harvard College-Observatorium. Auch diese Gattung von Gasnebeln bevorzugt die Milchstraße, aber nicht in so ausgesprochener Weise wie die großen Gasnebel. Die kleinsten Objekte liegen fast ausnahmslos in der Milchstraße oder in ihrer Nähe; die größeren und die größten kommen zwar häufiger in der Nähe der Milchstraße vor, sind aber sonst ziemlich regelmäßig über den ganzen Himmel verteilt. Vielleicht sind letztere die uns nächsten. Die Positionswinkel der großen Achsen dieser Nebel sind, unbeeinflußt durch die Milchstraße, ganz nach dem Zufall verteilt. Eine besondere Anhäufung von planetarischen Nebeln findet sich in dem südlichen Arme der Milchstraße zwischen den Rektaszensionen 18^h und 20^h.

Es kann wohl kaum bezweifelt werden, daß auch diese Gattung von Gasnebeln zu unserem Fixsternsystem gehört, zumal auch direkte Parallaxenmessungen erkennen lassen, daß die Entfernung dieser Nebel zwar groß, aber doch von der Größenordnung der Entfernung der schwächeren Sterne ist.

N.G.C.	Parallaxe	Beobachter
	″	
40	0.002	van Maanen
2022	0.010	„ „
6720	0.004	„ „
6720	0.015	Newkirk
6804	0.020	van Maanen
6905	0.013	„ „
7008	0.014	„ „
7662	0.023	„ „

Das Spektrum der planetarischen Nebel gleicht, wie bereits erwähnt, dem der diffusen Gasnebel. Es setzt sich aus den Spektrallinien des Wasser-

stoffs, Heliums, Kohlenstoffs, Stickstoffs und der Nebelgase zusammen. Die Intensitäten der einzelnen Linien zeigen wieder große Unterschiede in den verschiedenen Nebeln; auch gleichen sich häufig, wie Campbell, M. Wolf und Wright fanden, die Bilder des Nebels in dem Lichte der einzelnen Spektrallinien weder der Größe und Gestalt, noch der inneren Struktur nach. M. Wolf nannte diese Erscheinung, in Analogie mit einer ähnlichen, beim Leuchten von Gasen in Vakuumröhren beobachteten, geschichtete Linienemission. Diese bereits beim Orionnebel erwähnte Eigentümlichkeit findet sich bei den planetarischen Nebeln in noch weit ausgesprochenerer Weise. So ist z. B. bei allen Ringnebeln die Wasserstofflinie λ 4686 im Innern des Ringes stark, die Nebellinie λ 3727 schwach. Wo Größenunterschiede der monochromatischen Nebelbilder vorhanden sind, nimmt die Größe in der Reihenfolge λ 3426, 4686, Wasserstofflinien, grüne Nebellinien, λ 3869, 3727 zu. Die Bilder im Lichte der Linie λ 3727 zeigen stets das reichste Detail.

Einige dieser Nebel (N.G.C. 6543, 7009) besitzen ein kontinuierliches Spektrum, welches von dem sonst bei ihnen häufig vorkommenden in merkwürdiger Weise abweicht. Es beginnt im äußersten Ultraviolett und läuft in großer Gleichmäßigkeit bis zu etwa λ 365 $\mu\mu$, dem Ende der Balmerserie. Hier bricht es ganz unvermittelt ab. Es ist dies das kontinuierliche Röntgenspektrum des Wasserstoffes, welches wir als Absorptionsspektrum schon bei den B-Sternen fanden (Seite 572).

Die Kerne etwa der Hälfte der planetarischen Nebel besitzen, wie Wright fand, ein kontinuierliches Spektrum, die der anderen Hälfte das Bänderspektrum der O-Sterne, und zwar sind in einigen Kernen nur die breiten Emissionsbänder des O-Typus sichtbar; in den meisten aber liegen diese über einem kontinuierlichen Spektrum, das in einzelnen Fällen auch Absorptionslinien aufweist. Die auffallendste Eigenschaft des kontinuierlichen Spektrums der Kerne ist seine weite Ausdehnung in das Ultraviolett. Bei keinem Kerne, mag er die O-Bänder zeigen oder nicht, fehlt diese Eigentümlichkeit, die als eine Eigenschaft der O-Sterne bekannt ist und eine sehr hohe Temperatur anzeigt.

Die Kerne können nicht etwa als besonders dichte Stellen des Nebels angesehen werden, denn ihr Spektrum weicht von dem der Nebel ab. Gemeinsam sind den Kernen und den Nebeln die Linien des Wasserstoffs und des Heliums (λ 4686, ζ Puppis-Serie, normale Linien), ferner vielleicht noch die Linien λ 3342, 3346, 3426, 3445, 4069, 4267, 4416, 4572, 4634, 4641 und 4649. Die eigentlichen Nebellinien λ 3727, 4959, 5007 fehlen aber den Kernen.

Über die Radialgeschwindigkeiten und Rotationen der planetarischen Nebel sind wir, wie überhaupt über diese Gattung von Nebeln, durch die bewundernswerten, unter Leitung von Campbell ausgeführten Arbeiten der Lick-Astronomen gut unterrichtet. Es ist ihnen gelungen, für 102 Objekte

die Radialgeschwindigkeiten mit großer Genauigkeit zu messen. Nach Ausschluß von sechs mit abnorm hohen Geschwindigkeiten begabten Nebeln:

Nebel	Radialgeschwindigkeit
N.G.C. 5873	— 127 km
N.G.C. 6567	+ 133
I.C.II. 4699	— 117
N.G.C. 6644	+ 205
I.C.II. 4732	— 134
I.C.II. 4846	+ 165

folgte für 31 Objekte von stellarem Charakter (Durchmesser unter 5″) eine auf das Sternsystem bezogene mittlere Geschwindigkeit von 28 km, für 65 Objekte von größerem Durchmesser eine solche von 31 km, also wesentlich größere Geschwindigkeiten, als sie die großen Gasnebel besitzen. An der Kapteynschen Strombewegung der Sterne scheinen die planetarischen Nebel nicht teilzunehmen. Betrachtet man die planetarischen Nebel als ein eigenes System und berechnet unter der Annahme, daß die Richtung der Sonnenbewegung die gleiche wie die gegen das System der Sterne ist, die Geschwindigkeit der Sonne, so folgt für diese gegen das Nebelsystem 29.6 km. Die Sonne bewegt sich also gegen die Nebel wesentlich schneller als gegen die Sterne (19.5 km).

Zahlreiche Nebel (46) wurden auf ihre Rotation hin untersucht, und von diesen zeigten 25 innere Bewegungen, und zwar 21 solche, die man als Rotation um eine Achse ansehen kann, die nahe mit der kürzesten Achse der Nebelfigur zusammenfällt. Alle Nebel, die Rotation besitzen, sind elliptisch, und je größer die Abplattung ist, um so höher ist die Rotationsgeschwindigkeit. Der ganze Nebel rotiert aber nicht wie ein fester Körper, denn die Spektrallinien zeigen eine S-förmige Gestalt. Die verschiedenen Schichten des Nebels rotieren mit verschiedener Geschwindigkeit, die um so kleiner wird, je weiter man von der Mitte des Nebels abgeht. Da die planetarischen Nebel stark transparent sind, erhält ein jeder Punkt der Spektrallinien Licht von Schichten verschiedener Rotationsgeschwindigkeit; die Spektrallinien erscheinen daher verbreitert, nicht nur geneigt, und die Messungen ergeben nur mittlere Werte für die Rotationsgeschwindigkeit. Um einen Begriff von der Größe dieser Geschwindigkeit zu geben, sei angeführt, daß in

N.G.C. 7009 ein Teilchen in 9″ Abstand von der Mitte eine Geschwindigkeit von 7 km, in

N.G.C. 6720 ein Teilchen in 25″ Abstand von der Mitte eine Geschwindigkeit von 1.4 km, in

N.G.C. 7662 ein Teilchen in 6″ Abstand von der Mitte eine Geschwindigkeit von 8 km hat.

Nimmt man nun an, daß die Bewegung des Teilchens in einer Kreisbahn erfolgt, und kennt man ferner die Entfernung des Nebels von uns, so kann man die Masse des Nebels in Einheiten der Sonnenmasse und die Länge der Rotationsperiode berechnen. Für obige drei Nebel fand Campbell Massen, die 162 mal, 14 mal und 19 mal so groß als die Sonnenmasse sind. Die Rotationsperioden ergaben sich zu 12 460, bzw. 132 900 und 967 Jahre.

Außer den durch innere Bewegungen erzeugten Deformationen wiesen bei 10 Nebeln die Spektrallinien noch eine andere Eigentümlichkeit auf; sie erschienen nämlich in den mittleren Teilen des Gebildes doppelt, und die Intensitäten der beiden Komponenten variierten in den verschiedenen Teilen des Nebels. Am stärksten war diese Eigentümlichkeit in Nebeln mit besonders guter Ringausbildung oder mit starken Kondensationen ausgeprägt. Eine befriedigende Erklärung für diese Erscheinung ließ sich nicht finden; vielleicht ist die Verdoppelung als eine Linienumkehr anzusehen, die durch ein äußeres absorbierendes Stratum, etwa eine kühlere Gashülle, erzeugt wird.

Die Frage, ob man die planetarischen Nebel als ein normales Stadium im Entwicklungsgange eines Sternes ansehen darf, läßt sich heute noch nicht beantworten. In der Harvard-Klassifikation der Sterne sind die planetarischen Nebel ihrer Verwandtschaft mit den O-Sternen wegen vor diese, also an die Spitze der Klassen gestellt. Die Schwierigkeit, daß dann die kontinuierliche Folge in der Größe der Radialgeschwindigkeiten unterbrochen wird — die planetarischen Nebel bewegen sich schnell, die B-Sterne langsam —, ist durch eine Untersuchung von Ludendorff erheblich verringert worden. Er fand nämlich bei einer Diskussion der Massen der spektroskopischen Doppelsterne, daß die Heliumsterne mit besonders großen Massen Geschwindigkeiten haben, die ihrem Betrage nach nicht sehr hinter den mittleren Geschwindigkeiten der planetarischen Nebel zurückstehen; nach Campbell besitzen nun, wie wir gesehen haben, die Kerne der planetarischen Nebel große Massen, die mindestens ebenso groß als die der massigsten Heliumsterne sind. Somit besteht ein allmählicher Übergang vom B-Stern zum O-Stern und zum planetarischen Nebel, sowohl was Masse wie Geschwindigkeit angeht, und die großen Geschwindigkeiten der planetarischen Nebel bilden kein Hindernis mehr, sie in die Harvard-Entwicklungsreihe einzuordnen. Auch im Russellschen Schema gehören die planetarischen Nebel vor die O-Sterne. Wenn wir uns erinnern, daß nach Russell nur die Sterne größter Masse zum B- bzw. O-Stadium gelangen können, so müßte man voraussetzen, daß die planetarischen Nebel größte Massen besitzen, wenn man sie vor die O-Sterne stellen will. Diese Voraussetzung ist nun in der Tat, wie wir sahen, wahrscheinlich erfüllt, und es läßt sich damit auch das seltene Vorkommen dieser

Objekte verstehen. Abnorm große Massen sind, soviel wir zur Zeit wissen, höchst selten.

Danach würde kein Bedenken bestehen, die planetarischen Nebel als ein normales Entwicklungsstadium wenigstens für die Sterne größter Masse anzusehen. Aber auch die entgegengesetzte Ansicht läßt sich begründen. Es besteht nämlich zweifellos eine gewisse Verwandtschaft zwischen den planetarischen Nebeln und den neuen Sternen. Die Novae machen ein Nebelstadium durch, ehe sie in O-Sterne übergehen. Dieses Nebelstadium ist dadurch charakterisiert, daß im Spektrum der Novae Bänder erscheinen, welche die Wellenlängen der Nebellinien besitzen, ferner daß auch einige Novae, z. B. die Nova Aquilae Nr. 3, bei der Betrachtung mit großen Fernrohren nicht wie Sterne erscheinen, sondern Scheibchen wie planetarische Nebel zeigen. Eine Nova deutet aber stets, welche Theorie man für sie auch als gültig annimmt, auf eine Katastrophe hin. Betrachtet man nun die planetarischen Nebel unter diesem Gesichtspunkte, so kann man sie offenbar in keinem der bisher aufgestellten Entwicklungsschemata unterbringen, sondern muß sie als katastrophale Gebilde, also als Ausnahmefälle von der normalen Entwicklung, ansehen. Es bleibt freilich die Schwierigkeit unbehoben, daß die Novae nur kurze Zeit im Nebelstadium verweilen, die planetarischen Nebel aber dauerhafte Gebilde zu sein scheinen.

Über die dritte Klasse, die dunklen Nebel, ist fast alles, was über sie bekannt ist, bereits im vorhergehenden gesagt worden. Diese Nebel leuchten, falls sie überhaupt leuchten, im Lichte der in ihnen oder ihnen nahe stehenden Sterne. So besitzen die Plejadennebel das Absorptionsspektrum der Klasse B der Plejaden, der Höhlennebel um ϱ Ophiuchi das dieses Sternes, der Nebel N.G.C. 2261 nach Slipher das Emissionsspektrum des in ihm stehenden Veränderlichen R Monocerotis, welches sich dadurch auszeichnet, daß es dem einer Nova gleicht. Nach den Beobachtungen von M. Wolf scheinen alle Höhlennebel zu den dunklen Nebeln zu gehören. Ob die lichtreflektierende Materie aus Gasen oder kosmischem Staub besteht, läßt sich nicht sicher entscheiden; höchst wahrscheinlich kommen beide Fälle vor.

Zu den dunklen Nebeln muß man auch die meisten von W. Herschel aufgefundenen sogenannten Nebelsterne rechnen. Sie sind Gebilde, die in ihrem Aussehen vollkommen Sternen gleichen, aber von einer Nebelhülle umgeben sind. Ihre Spektra gehören fast ausschließlich den früheren Spektralklassen, besonders der Klasse B, an. Die schwachen, sie umgebenden Nebelhüllen besitzen, soweit man sie bisher untersuchen konnte, ein kontinuierliches Spektrum mit Ausnahme der von N.G.C. 1514, welche die Nebellinien zeigt. Nach den Untersuchungen von Seares und Hubble haben von 42 beobachteten Objekten 36 einen Farbenindex, der im Mittel um $0^{M}4$ größer ist, als er dem Spektraltypus nach sein sollte.

Als Beispiele für Nebelsterne seien angeführt:

Stern	Visuelle Helligkeit	Spektrum	Farbenüberschuß
	M		M
N.G.C. 1514	9.0	B 8	+ 0.5
N.G.C. 2170	10.2	B 1	+ 1.1
N.G.C. 2175	7.4	Oe 5	+ 0.4
N.G.C. 2245	11	A 0	+ 0.6
B.D. — 19° 4943	9.0	B 9	+ 0.3
B.D. — 19° 4953	7.5	B 5	+ 0.4
B.D. — 10° 1848	7.0	B 0	+ 0.8
C.D. — 23° 14005	7.4	B 3	+ 0.3

Die Vertiefung der Farbe, der Farbenüberschuß, dürfte höchst wahrscheinlich auf Molekularzerstreuung durch die den Stern umgebende Hülle zurückzuführen sein, zumal diese Objekte meist in Gegenden geringer Sterndichte vorkommen, wo dunkle Wolken und Nebel häufig sind. Überschreiten aber die einzelnen Partikel der Nebelmaterie eine gewisse Größe, so verursachen sie keine Zerstreuung mehr, sondern die Intensität des Lichtes aller Wellenlängen wird gleichmäßig herabgesetzt. Dies dürfte bei den sechs Nebelsternen der Fall sein, welche keinen Farbenüberschuß aufweisen. Man kennt zur Zeit etwa 100 dieser Objekte, die sämtlich in oder nahe der Milchstraße liegen.

Auch die variablen Nebel dürften in die dritte Nebelklasse gehören, wenngleich dies auch noch nicht ganz sicher ist. Im Oktober 1852 entdeckte Hind nahe dem variablen Stern T Tauri (AR 4^h16^m1, Dekl. + 19° 17′ für 1900) einen kleinen Nebel N.G.C. 1555 mit zentraler Verdichtung, den auch Chacornac 1854, sowie Auwers 1858 sahen. Dieser Nebel war 1861, als ihn Auwers, Schönfeld und d'Arrest, letzterer mit einem weit lichtstärkeren Fernrohre, suchten, vollständig verschwunden, und ebenso wenig konnten ihn im Januar 1862 Leverrier, Chacornac und Secchi finden; dagegen wurde er wieder Ende März 1862 in Pulkowa, wenngleich als sehr schwach, wahrgenommen. Seit 1868 ist das Objekt auch in Pulkowa nicht mehr gesehen worden. Erst nach vielen Jahren haben Burnham und Barnard sich wieder mit diesem interessanten Nebel beschäftigt. Er war 1890 und 1895 im großen Lick-Refraktor deutlich sichtbar. Ende 1895 dagegen konnte ihn Barnard nicht mehr sehen, aber Ende 1899 hat ihn Keeler mit dem Crossley-Reflektor photographiert, und er konnte auch Anfang 1900 wieder als äußerst schwaches Objekt mit dem großen Lick-Refraktor gesehen werden. Von 1911 an ist dieser Nebel auf dem Mount Wilson-Observatorium häufig photographiert worden, und diese Aufnahmen lassen Veränderungen in Gestalt und Helligkeit deutlich erkennen. Man hat früher geglaubt, daß die Helligkeitsänderungen dieses Nebels von denen des Veränderlichen T Tauri abhängig seien. Das

hat sich aber nicht bestätigt; es scheint kein Parallelismus zwischen den Lichtschwankungen des Nebels und des Sternes vorhanden zu sein. Das Spektrum von T Tauri, dessen Lichtschwankungen eine gewisse Verwandtschaft mit denen von R Coronae borealis verraten, gehört zur Klasse Md, besitzt aber nach Adams noch andere, sonst nicht bei dieser Spektralklasse vorkommende helle Linien, die auch länger sind, als die Absorptionslinien des Sternes, und daher wohl dem Nebel selbst angehören. Hinds Nebel steht in einer sternarmen Gegend und ist von äußerst schwachen, ausgedehnten Nebeln umgeben.

Ein zweiter Nebel, dessen Veränderlichkeit von Hubble festgestellt wurde, ist N.G.C. 2261. Auch dieser ist ein kometenartiges Objekt, in dessen südlichstem Punkt ein sternähnlicher Kern, der irreguläre Veränderliche R Monocerotis, steht. Dieser Nebel zeigt nach Hubble und Lampland sehr starke Änderungen in seiner Gestalt, Struktur und Helligkeit, die sich sehr rasch, innerhalb weniger Tage, abspielen. Auch bei diesem Nebel verlaufen die Änderungen nicht parallel zu denen des in ihm stehenden Veränderlichen. Das Spektrum des Nebels gleicht nach Slipher völlig dem von R Monocerotis, der seinerseits ein Spektrum besitzt, das dem einer Nova nach Entwicklung ihres größten Glanzes entspricht. Es weist nämlich helle Wasserstofflinien auf, an deren violetten Kanten Absorptionslinien sitzen. Das Auftreten eines solchen Spektrums ist für einen Nebel ganz ungewöhnlich; es ist anzunehmen, daß der Nebel nur das Licht von R Monocerotis reflektiert, an sich aber nicht leuchtend ist, zumal auch er nahe dem Ende eines dunklen Nebels liegt.

Ganz ähnlich sind die Verhältnisse bei einem dritten Nebel, N.G.C. 6729, dessen Veränderlichkeit von J. Schmidt vermutet wurde, aber erst durch die Beobachtungen von Innes und denAstronomen der Helwan-Sternwarte sichergestellt ist. N.G.C. 6729 besitzt eine kometenähnliche Gestalt, wie die beiden vorhergehenden Nebel, und in ihm befindet sich der Veränderliche R Coronae australis. Die Veränderungen in der Gestalt und Helligkeit des Nebels sind häufig auffallend stark und finden gleichfalls innerhalb kurzer Zeit (24 Stunden) und ohne einfache Beziehung zum Lichtwechsel von R Coronae australis statt. In seiner Nachbarschaft befinden sich noch andere Nebel.

Die Änderungen, die wir in diesen Nebeln sehen, dürften nur optische Phänomene sein, nicht wirkliche Bewegungen. Wenn sie dies nämlich wären, müßten sie sich mit ganz unwahrscheinlich großer Geschwindigkeit vollziehen. Es ist anzunehmen, daß die Nebelmaterie in der Nähe des lichtspendenden Sternes sich mit normaler Geschwindigkeit bewegt, und daß dadurch die vom Stern ausgehenden Strahlen entweder abgeblendet werden (früher helle Teile des Nebels werden schwach oder verschwinden ganz) oder aber Platz finden, um Teile des Nebels, die vorher kein Licht empfingen, aufleuchten zu lassen. Eine einfache Beziehung zwischen dem Lichtwechsel des Nebels und dem

des in ihm stehenden Veränderlichen braucht nicht vorhanden zu sein, wenn man die Erscheinungen, die ein veränderlicher Nebel darbietet, auf obige Weise erklärt.

Außer den drei sicher veränderlichen Nebeln sind noch einige andere der Veränderlichkeit verdächtig (N.G.C. 955, 1554, 3666), doch reicht zur Zeit das Beobachtungsmaterial noch nicht aus, um eine sichere Entscheidung treffen zu können. Eine Veränderlichkeit von anderer Art fand Barnard bei dem planetarischen Nebel N.G.C. 7662. In ihm schwankt die Helligkeit des Kernes um mehrere Größenklassen. Beobachtungen dieses Nebels auf dem Mount Wilson-Observatorium im Jahre 1921 ließen aber keine Veränderlichkeit erkennen.

Die Leser, welche sich eingehender über die Gestalten und das Aussehen der Nebel orientieren wollen, mögen die zahlreichen herrlichen Abbildungen zur Hand nehmen, welche in den Publications of the Lick Observatory, Band 8 und 13, enthalten sind.

KAPITEL II.

Der Bau des Universums.

Nachdem wir im vorhergehenden Kapitel die einzelnen Teile des Weltalls betrachtet haben, welche uns das Fernrohr offenbart, wollen wir jetzt untersuchen, welches Bild wir uns von der Struktur des Universums als eines Ganzen entwerfen können. Selbstverständlich treten wir damit auf einen im allgemeinen weniger sicheren Boden als bisher; denn wir befinden uns hier den Grenzen positiven Wissens näher als sonst, und viele unserer Schlüsse müssen mehr oder weniger Hypothesen sein, die durch spätere Entdeckungen bestätigt oder umgestoßen werden können. Wir werden indessen alle bloßen Vermutungen zu vermeiden trachten und keinen Schluß anführen, der nicht irgendwie in der Beobachtung begründet ist.

Die erste und wichtigste Frage, mit der wir uns beschäftigen wollen, betrifft die Verteilung der Sterne im Raume. Wir wissen aus direkter Beobachtung, wie die Sterne, von unserem Sonnensystem aus gesehen, an der Sphäre verteilt erscheinen, kennen also die Richtung, in der sie sich befinden. Aber dies gibt uns noch keinen Aufschluß über die Lage im Raume; denn um diese zu bestimmen, müßten wir auch die Entfernung jedes Sternes kennen, während wir durch Messung ihrer Parallaxen doch nur die Entfernungen von verhältnismäßig wenigen annähernd ermittelt haben. Wir müssen uns demnach, um über die Raumverteilung des ganzen Sternenheeres oder auch nur einzelner Klassen von Sternen etwas zu erfahren, mit mehr oder weniger plausiblen Hypothesen begnügen, die sich auf die Tatsachen

der Beobachtung, auf die Helligkeiten und Bewegungen der Sterne und auf ihre Lage an der Sphäre stützen. Wären die Himmelskörper alle von gleicher wirklicher Größe und strahlten sie das Licht in gleicher Weise aus, so könnten wir ihre Entfernung nach ihrer scheinbaren Größe ziemlich gut schätzen; aber das ist bekanntlich nicht der Fall. Gleichwohl wissen wir jetzt, daß die Verschiedenheit der absoluten Größen erheblich geringer ist als die der scheinbaren, so daß ein auf die letzteren gegründetes Urteil immerhin besser ist als gar keins.

1. Ansichten der Forscher vor Herschel.

Vor der Erfindung des Fernrohres waren einigermaßen richtige Vorstellungen über die Struktur des Sternsystems kaum möglich. Wir haben gesehen, wie tief der Glaube an ein sphärisches Universum im Geiste der Menschen wurzelte; selbst Kopernikus war noch ganz davon erfüllt und hielt die Sonne für den Mittelpunkt dieser Sphäre. Diese Idee mußte zunächst verschwinden, ehe ein Schritt zur richtigen Auffassung des Universums möglich war, und die Sonne mußte lediglich als ein Stern unter den unzähligen Sternen erkannt werden. Die Ansicht von der Möglichkeit, daß die Sonne keine besondere Stellung im Universum einnehme, scheint sich zuerst Kepler aufgedrängt zu haben, doch hinderte ihn eine ungenaue Schätzung der relativen Helligkeit der Sterne an ihrer unbedingten Annahme. Er folgerte, daß, wenn die Sonne ein Stern wäre unter einer großen Anzahl gleichmäßig im Raume verteilter Fixsterne von gleicher Helligkeit, es deren nicht mehr als zwölf geben könnte, welche sich in der geringsten Entfernung von uns befänden. Wir würden dann eine andere, größere Zahl von Sternen in der doppelten, eine weitere in der dreifachen Entfernung usw. haben, und da sie um so schwächer erscheinen, je weiter sie von uns abstehen, so würden wir bald an eine Grenze kommen, über die hinaus keine Sterne mehr zu sehen sind.

In Wirklichkeit sehen wir nun aber zahlreiche Sterne von gleicher Größe dicht beieinander, wie im Gürtel des Orion, während die Gesamtzahl der sichtbaren Sterne nach Tausenden zu rechnen ist. Kepler schließt daraus, daß die Entfernungen der einzelnen Sterne voneinander viel kleiner seien als ihre Entfernungen von unserer Sonne, so daß sich die letztere nahe dem Mittelpunkte einer verhältnismäßig leeren Region befinde.

Hätte Kepler gewußt, daß das Licht von hundert Sternen sechster Größe erst dem eines Sternes erster Größe gleichkommt, so würde er einen anderen Schluß gezogen haben. Eine ganz einfache Berechnung hätte ihm gezeigt, daß, wenn bei gleichförmiger Verteilung der Sterne im Raume zwölf Sterne in der Entfernung Eins ständen, in der doppelten Entfernung die vierfache, in der dreifachen Entfernung die neunfache Zahl stehen müßte usw. Die 1200 Sterne in der zehnfachen Entfernung würden, gleiche Helligkeit aller Sterne vorausgesetzt, nach der Berechnung Sterne sechster Größe sein, eine

Zahl, die dem Ergebnisse der tatsächlichen Zählung nahe genug kommt, um zu zeigen, daß die Hypothese einer gleichförmigen Verteilung mit den Beobachtungen ungefähr im Einklang steht. Nun wird freilich bei nahe zusammen stehenden Sternen der gegenseitige Abstand wahrscheinlich kleiner sein als ihre Entfernung von der Sonne; aber Anhäufungen von Sternen bilden doch eine Ausnahme und deuten nicht auf ein allgemeines Zusammengedrängtsein aller Sterne, wie Kepler anzunehmen schien. Doch muß, um ihm Gerechtigkeit widerfahren zu lassen, betont werden, daß er seine Anschauung nicht als wohlbegründete Theorie hinstellte, sondern als bloße Vermutung. Die Milchstraße hielt Kepler für einen ungeheuren, mit Sternen erfüllten Ring, in dessen Mitte ungefähr unsere Sonne stehe.

Ansichten von Kant. Diejenigen, welche Kant nur als spekulativen Philosophen kennen, werden überrascht sein, zu erfahren, daß er, obwohl kein Astronom von Fach, doch der Urheber einer Theorie des Sternsystems ist, die mit einigen Abänderungen zum Teil bis auf den heutigen Tag beibehalten worden ist. Er wußte, daß die das Himmelsgewölbe umspannende Milchstraße durch das vereinigte Licht unzähliger kleiner Sterne entsteht, und schloß daraus, daß das Sternsystem sich in der Richtung der Milchstraße viel weiter als in anderer Richtung ausdehnt, mit anderen Worten, daß die Sterne sich in einer verhältnismäßig dünnen, flachen Schicht befinden, von deren Mittelpunkte unsere Sonne nur wenig entfernt steht. Wir betrachten diese Art linsenförmiger Schicht längs der Schneide, d. h. also in der Richtung der Milchstraße, und sehen daher in dieser Richtung eine ungeheure Anzahl von Sternen, während in der senkrechten Richtung (nach den Polen der Milchstraße) nur wenige sichtbar sind[1]).

Diese dünne Schicht brachte Kant auf die Idee einer gewissen Ähnlichkeit mit dem Sonnensystem Wegen der nur geringen Neigung ihrer Bahnen sind die Planeten in einer flachen Schicht ausgebreitet, und wir haben uns statt der wenigen existierenden eine große Anzahl Planeten, die sich in Bahnen mäßiger Neigung um die Sonne bewegen, zu denken, um uns im kleinen eine Vorstellung des Sternsystems zu machen, wie Kant es sich konstruierte. Wäre der Ring der kleinen, zwischen Mars und Jupiter befindlichen Planeten damals bekannt gewesen, so würde er scheinbar einen schlagenden Beweis für Kants Anschauung geliefert haben, indem er eine noch größere Übereinstimmung des Planetensystems mit dem vermuteten Sternsystem gezeigt haben würde. Der Schluß, daß zwei dem Anschein nach so ähnliche Systeme sich auch in der Struktur gleichen, wäre scheinbar wohl begründet gewesen.

[1]) Die erste Anregung zu seiner Theorie, die er in der „Allgemeinen Naturgeschichte und Theorie des Himmels“ (Königsberg 1755, s. auch Ostwalds Klassiker der exakten Wiss. No. 12) darlegte, hat Kant zum Teil durch Th. Wright empfangen, der in seiner Schrift: „Theory of the Universe“ (London 1750) zuerst auf die Beziehungen der Sterne zu der Milchstraße als einer Grundebene hingewiesen zu haben scheint.

Kant ging aber noch weiter. Er nahm für die Fixsterne eine Revolution um einen gemeinsamen Mittelpunkt an, welche der Bewegung der Planeten um die Sonne entsprechen würde. Die Eigenbewegungen der Sterne waren damals noch fast gänzlich unbekannt, und es wurde daher, scheinbar mit Recht, der Einwurf erhoben, die Sterne seien Jahrhunderte hindurch in derselben Stellung am Himmel geblieben, und von einer Bewegung um einen Mittelpunkt könne deshalb nicht die Rede sein. Kants Antwort darauf war, die Umlaufszeit sei so lang und die Bewegung so langsam, daß die letztere auf Grund des vorhandenen unvollkommenen Beobachtungsmaterials nicht bemerkbar sei. Künftige Generationen würden, wie er nicht zweifle, durch Vergleichung ihrer Beobachtungen mit denen ihrer Vorgänger finden, daß die Sterne tatsächlich eine Bewegung haben. Diese Mutmaßung Kants ist vollauf bestätigt worden, aber die Bewegungen sind nicht der Art, wie er sie sich dachte.

Die Kantsche Theorie nimmt an, das eben beschriebene System umfasse die ungeheure Masse der Sterne in der Milchstraße mit Einschluß aller Sterne, die uns mittels des Teleskops einzeln sichtbar werden. Kant will aber damit nicht sagen, daß dieses riesige System das ganze materielle Weltall ausmache. In den Nebelflecken sah er andere, ähnliche Systeme in so unabsehbaren Entfernungen, daß das vereinte Licht ihrer Millionen Sonnen sie auch in den mächtigsten Teleskopen nur als schwache Wolke erscheinen lasse.

Das Lambertsche System. Einige Jahre nach Kant entwickelte Lambert in seinen „Kosmologischen Briefen“ ein ähnliches, aber weiter ausgearbeitetes System. Er dachte sich das Universum nach Systemen verschiedener Art angeordnet. Das kleinste und einfachste System besteht aus einem Planeten, dessen Satelliten um ihn als ihren Mittelpunkt kreisen. Das nächst größere ist ein Sonnensystem, in welchem eine Anzahl kleinerer Systeme um die Sonne kreist. Jeder einzelne Stern, den wir sehen, ist eine Sonne und hat sein Gefolge von Planeten, die sich um ihn bewegen, so daß es ebenso viele Sonnensysteme wie Sterne gibt. Diese Systeme sind jedoch nicht gleichmäßig im Raume zerstreut, sondern zu größeren Gruppen vereinigt, welche uns als Sternhaufen erscheinen. Eine Unzahl solcher Sternhaufen bildet unsere Milchstraße und das Universum, soweit wir es mit unseren Instrumenten zu durchforschen vermögen. Es kann auch noch größere Systeme geben, deren jedes aus Milchstraßen besteht, und so weiter ins Unendliche, aber sie entgehen unserer Wahrnehmung, da ihre Entfernungen ungeheuer groß sind. Jedes der kleineren Systeme hat seinen Zentralkörper, dessen Masse weit größer ist, als die der ihn umkreisenden zusammengenommen. Diese Eigentümlichkeit unseres Sonnensystems übertrug Lambert auch auf die anderen Systeme. Wie die Planeten größer sind als ihre Trabanten und wiederum die Sonne größer ist als ihre Planeten, so nahm Lambert für jeden

Sternhaufen einen großen Körper als Mittelpunkt an, um welchen sich die verschiedenen Sonnensysteme bewegen, und welcher, weil er uns unsichtbar ist, nach seiner Meinung dunkel sein müßte. Alle Systeme, vom kleinsten bis zum größten, sollten durch das eine allgemeine Gesetz der Schwere zusammengehalten werden.

So geistreich auch diese Ideen Lamberts erscheinen, so müssen wir ihnen doch jede wissenschaftliche Berechtigung absprechen, da wir nicht das geringste Anzeichen für die Existenz solcher dunklen Zentralkörper haben.

2. Untersuchungen Herschels und seiner Nachfolger.

W. Herschel war der erste, der den Bau des Sternsystems durch eine lange Reihe zielbewußter Beobachtungen zu erforschen suchte. Seine Methode war die der „*Sterneichungen*", worunter das einfache Abzählen aller mit einem lichtstarken Teleskop in einem bestimmten Teile des Himmels sichtbaren Sterne zu verstehen ist. Er benutzte hierzu ein Teleskop von 46 cm Öffnung, welches 160 mal vergrößerte und ein Gesichtsfeld von einem Viertel Grad Durchmesser hatte. Jede Zählung oder Eichung umfaßte also Sterne, die in einem etwa dem vierten Teile der Mondscheibe gleichkommenden Raume sichtbar waren. Aus der Zahl der Sterne in irgendeinem solchen Gesichtsfelde schloß er auf die relative Entfernung, die das Auge durchmaß, indem er eine gleichförmige Verteilung der Sterne durch den ganzen vom Gesichtskegel umschlossenen Raum annahm. Wenn nämlich ein Beobachter durch ein Fernrohr nach dem Himmel blickt, so schließt sein Gesichtsfeld einen Raum ein, welcher sich nach allen Seiten beständig und um so mehr erweitert, je größer die Entfernung wird, und man sieht sofort, daß dieser Raum einen Kegel bildet, dessen Spitze im Brennpunkte des Teleskops und dessen Basis in der äußersten Entfernung liegt, welche das Teleskop erreicht. Der Rauminhalt dieses Kegels wird dem Kubus der Entfernung, auf die er sich erstreckt, proportional sein; wenn wir z. B. zweimal so weit vordringen, wird der Gesichtskegel nicht allein zweimal so lang sein, sondern, da seine Basis nach jeder Richtung hin auch zweimal so groß ist, im ganzen den achtfachen Inhalt haben und also, nach Herschels Hypothese, achtmal soviel Sterne enthalten. Fand demnach Herschel in einer Region achtmal soviel Sterne als in einer anderen, so schloß er, daß das Sternsystem sich in der Richtung der ersten Region doppelt so weit erstrecke.

Alle mit seinem Teleskop sichtbaren Sterne zu zählen, war begreiflicherweise für Herschel unausführbar. Seine Beobachtungen erstreckten sich daher nur auf einen weiten Streifen, der sich mehr als halbwegs über das Himmelsgewölbe hinzog und die Milchstraße in einem rechten Winkel schnitt. Innerhalb dieses Streifens zählte er die Sterne in 3400 Gesichtsfeldern. Indem er die Durchschnittszahlen der Sterne verschiedener Regionen mit Rücksicht

auf deren Lage zur Milchstraße miteinander verglich, fand er, daß die Sterne an den Polen der Milchstraße am wenigsten zahlreich waren, und daß ihre Zahl mit der Annäherung an die Milchstraße immer mehr zunahm. Einen Begriff von dem Grade dieser Vermehrung mag nachstehende Tabelle geben, welche für sechs Zonen die durchschnittliche Anzahl der Sterne in einem Gesichtsfelde des Teleskops angibt.

I. Zone:	90°	bis	75°	von der Milchstraße,	4	Sterne	pro	Feld
II. Zone:	75°	bis	60°	„ „ „	5	„	„	„
III. Zone:	60°	bis	45°	„ „ „	8	„	„	„
IV. Zone:	45°	bis	30°	„ „ „	14	„	„	„
V. Zone:	30°	bis	15°	„ „ „	24	„	„	„
VI. Zone:	15°	bis	0°	„ „ „	53	„	„	„

Eine ähnliche Zählung machte John Herschel für die entsprechende Region auf der anderen, südlichen Seite der Milchstraße, und zwar mit demselben Teleskop und derselben Vergrößerung; ihr Resultat war folgendes:

I. Zone:	6	Sterne	pro	Feld
II. Zone:	7	„	„	„
III. Zone:	9	„	„	„
IV. Zone:	13	„	„	„
V. Zone:	26	„	„	„
VI. Zone:	59	„	„	„

Die angegebenen Zahlen sind nur Mittelwerte und geben keinen vollständigen Begriff von der zum Teil sehr ungleichen Verteilung der Sterne in gewissen Himmelsgegenden. Manchmal war kein einziger Stern im Gesichtsfelde, während zu anderen Zeiten mehrere Hunderte von Sternen darin sichtbar waren. In dem Gürtel der Milchstraße selbst beträgt die Zahl der Sterne mehr als das Doppelte der Durchschnittszahl der sechsten Zone, welche nicht allein diesen Gürtel, sondern auch einen Raum von je 15° zu beiden Seiten umfaßt. An vielen Stellen der Milchstraße häufen sich aber die Sterne so, daß es Herschel nicht selten ganz unmöglich war, alle die kleinsten Sternchen einzeln zu zählen; auch noch stärkere Fernrohre versagten dort.

Von der Hypothese einer gleichförmigen Verteilung der Sterne im Raume ausgehend, schloß Herschel, daß das Sternsystem im allgemeinen die von Kant angenommene Form habe, und zwar, daß es sich fünfmal so weit in der Richtung der Milchstraße als senkrecht zu ihr ausdehne. Er modifizierte später diese Ansicht insofern, als er eine Art riesiger Spalte annahm, die sich vom Rande bis etwa halbwegs zur Mitte des Systems erstrecke (Fig. 237). Diese Spalte sollte der Teilung der Milchstraße entsprechen, die im Sternbilde des Schwans anfängt und, durch den Adler, die Schlange, den Skorpion, hindurchgehend, bis weit in die südliche Hemisphäre reicht. Eine Schätzung der Entfernung nach der Anordnung und scheinbaren Größe der Sterne führte Herschel dazu, die mittlere Dicke der Sternschicht auf 155 Einheiten,

den Durchmesser auf 850 Einheiten zu schätzen, wobei er unter einer Einheit die durchschnittliche Entfernung eines Sternes erster Größe verstand. Die Sonne steht nach Herschels Ansicht ungefähr in der Mitte der Längsachse des ganzen Komplexes.

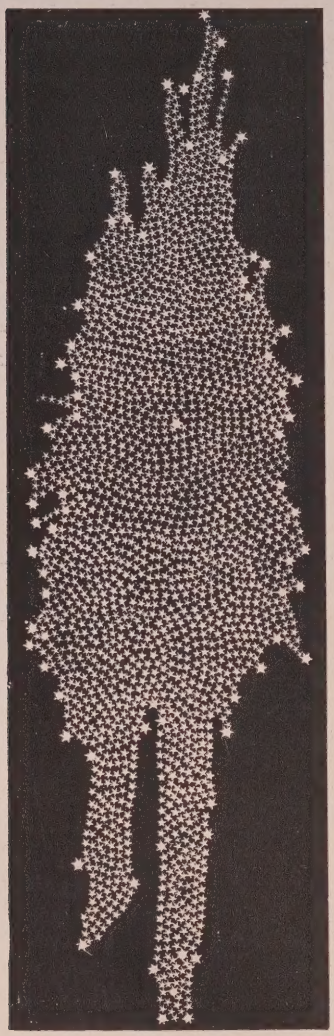


Fig. 237. Anordnung des Sternsystems nach W. Herschel.

Die hier dargestellten älteren Anschauungen Herschels gründeten sich, wie erwähnt, auf die Hypothese, die Sterne seien im Raume gleichmäßig verteilt, so daß ihre Anzahl in jeder beliebigen Richtung einen Maßstab für ihre Entfernung in dieser Richtung liefere. Weitere Untersuchungen zeigten aber Herschel, daß diese Voraussetzung und damit seine Schlüsse wesentlich modifiziert werden müßten. Zwar hatte er auch schon früher eine physische Verbindung der Sterne anerkennen müssen, daß nämlich sowohl in den zerstreuten Sterngruppen wie auch in dicht gedrängten Sternhaufen die einzelnen Sterne dichter beieinander stehen als sonst; indessen waren dies seiner Ansicht nach mehr partielle Erscheinungen, die mit unserem Sternsystem, welches sich aus gehöriger Entfernung als Sternhaufen darstellen würde, in keinem Zusammenhang ständen.

Als aber Herschel weitere Fortschritte in seinen Untersuchungen über die Natur der Himmelskörper machte, begannen sich auch seine Anschauungen über den Bau der Milchstraße und unseres Sternsystems zu ändern. Die Abzählung der Sterne durch Eichungen und die Hypothese der gleichen Raumverteilung der Sterne schien ihm kein verläßliches Mittel mehr, über ihren relativen Abstand und die Entfernung, bis zu der unsere Teleskope dringen, etwas zu erfahren; er gelangte vielmehr immer mehr zu der Überzeugung, daß die relativen Entfernungen der Sterne richtiger und sicherer auf photometrischem Wege, also durch Vergleichung der Helligkeiten der Sterne, ermittelt werden könnten.

Wären alle Sterne von derselben wirklichen Leuchtkraft, so daß die Unterschiede ihrer scheinbaren Helligkeit nur der größeren oder geringeren Entfernung von uns zuzuschreiben wären, so würde diese Methode die Bestimmung der Entfernung jedes einzelnen Sternes ermöglichen. Wir wissen aber, daß dies durchaus nicht der Fall ist, und können deshalb diese Methode auch nicht auf einen einzelnen Stern anwenden, eine Tatsache, deren Herschel sich selbst klar bewußt war. Es folgt daraus jedoch nicht, daß wir uns nicht auf diese Art einen Begriff von den relativen Entfernungen ganzer Sternklassen machen können. Obgleich z. B. ein einzelner Stern 5. Größe uns viel näher sein kann als ein Stern der 4. Größe, so können wir doch nicht zweifeln, daß die mittlere Entfernung aller Sterne der 5. Größe größer ist als die der 4., und zwar in einem Verhältnisse, welches eine erträglich genaue numerische Schätzung zuläßt. Herschel versuchte es, eine solche Schätzung zu machen, und verfuhr dabei nach folgendem Plane.

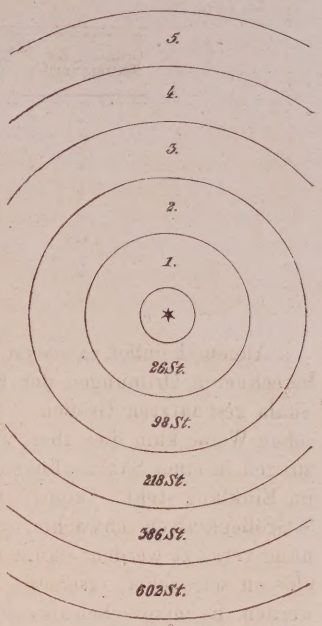


Fig. 238.

Wir denken uns den Teil des Weltraumes, welcher die 6000 dem bloßen Auge sichtbaren Sterne enthält, in 6000 gleiche Teile geteilt. Weiter nehmen wir an, um die Sonne als Mittelpunkt sei eine Kugel gelegt, deren Rauminhalt gleich einem dieser Teile ist. Der Halbmesser derselben, den wir als Einheit der Entfernung wählen, wird vermutlich nicht viel von der Entfernung des nächsten Fixsternes abweichen. Wir lassen dann eine Reihe größerer Kugeln folgen, mit den Halbmessern 3, 5, 7, 9 usw. um unsere Sonne als Mittelpunkt beschrieben. Da der Rauminhalt dieser Sphären proportional dem Kubus ihrer Durchmesser ist, so wird die erste auf die Einheitssphäre folgende Sphäre $3^3 = 27$ mal das Volumen der ersteren haben und daher groß genug sein, um 27 Sterne zu enthalten, die zweite wird 125 mal die Einheitssphäre enthalten und daher 125 Sterne zählen, und so bei den folgenden Sphären weiter. Fig. 238 gibt einen Schnitt durch einen Teil dieser Sphären bis zu der mit dem Radius 11. In dem Zwischenraume zwischen zwei aufeinander folgenden Sphären ist in der Figur (unterhalb des Mittelpunktes) die Anzahl von Sternen angegeben, welche in dem betreffenden Zwischenraume seiner Größe nach enthalten sein kann; z. B. hat die Kugel mit dem Radius 5 Raum für 125 Sterne, die Kugel mit dem Radius 7 für 343 Sterne, so daß in dem Zwischenraum zwischen diesen beiden Kugeln Raum für 218 Sterne ist.

Herschel bezeichnet die verschiedenen Entfernungen dieser Kugelschalen von der Sonne als Ordnungen; die Sterne zwischen Sphäre 1 und 3 gehören der ersten Ordnung der Entfernung an, die zwischen 3 und 5 der zweiten usw. Die Ordnungszahlen sind gleichfalls in der Figur (oberhalb des Mittelpunktes) angegeben. Indem Herschel den Raum für die Sterne zwischen den einzelnen Sphären mit der Anzahl der Sterne verschiedener Größen, die er einem ausführlichen Sternkatalog von Bode entnahm, verglich, fand er folgendes Resultat.

Ordnung der Entfernung	Zahl der Sterne, für welche Raum ist	Größe	Zahl der Sterne dieser Größe nach Bode
1	26	1	17
2	98	2	57
3	218	3	206
4	386	4	454
5	602	5	1161
6	866	6	6103
7	1178	7	6146
8	1538		

Augenscheinlich existierte hiernach keine Übereinstimmung zwischen den berechneten Ordnungen der Entfernung und den nach der gebräuchlichen Skala geschätzten Größen. Abgesehen von der Ungenauigkeit der Bodeschen Werte kam dies aber, wie Herschel fand, daher, daß die Größenschätzungen in einer Skala erfolgen, die mit seiner Skala der Entfernungen nicht im Einklang steht. Damit ein Stern 1. Größe als Stern 4. Größe, also um 3 Größenklassen schwächer, erscheint, muß er in etwa die vierfache Entfernung versetzt werden; damit er aber als Stern 7. Größe, also um 6 Größenklassen schwächer, erscheint, muß er in die 16fache Entfernung gebracht werden. Es entsprechen also die Größenklassen nicht den Ordnungen Herschels.

Ein Versuch, nach diesem System die Ausdehnung der Milchstraße zu messen, belehrte Herschel, daß diese mit seinem 20füßigen Teleskop (47 cm Öffnung) nicht zu ergründen sei. Dieses Instrument mußte nach seiner Rechnung bis zur 900sten Ordnung der Entfernung dringen, d. h. bis zu Sternen, die 900 mal so weit entfernt waren, als das Mittel der Sterne 1. Größe. Mit seinem 40füßigen Teleskop (120 cm Öffnung) scheint er keine sehr ausgedehnten Untersuchungen gemacht zu haben; er schloß aber, daß es ihn hinsichtlich der Ausdehnung der Milchstraße in derselben Ungewißheit lassen würde, wie das erstere Instrument. Dieser unermüdliche Beobachter, dem weiter in die Geheimnisse der Schöpfung einzudringen vergönnt war als einem anderen Forscher vor ihm, scheint seine Arbeit abgeschlossen zu haben, ohne über die Grenzen des Sternsystems irgendwelche

andere, bestimmtere Angabe zu hinterlassen, als daß sie sich zum mindesten in der Richtung der Milchstraße weit über den Bereich seines Teleskops erstreckten. Wenn die schwächsten, in Herschels Teleskop sichtbaren Sterne durchschnittlich dieselbe wirkliche Leuchtkraft haben wie die helleren, so wäre dieser Schluß wohl begründet. Da wir aber nicht wissen können, ob die geringe Helligkeit jener Sterne ihrer weiten Entfernung oder ihrer geringen Leuchtkraft zuzuschreiben ist, so kann Herschels Ansicht nur als Hypothese betrachtet werden.

Nach Herschel beschäftigte sich W. Struve besonders eingehend mit Untersuchungen über die Verteilung der Sterne. Seine Resultate stützen sich hauptsächlich auf die Zahl der Sterne verschiedener Größenklassen, welche Bessel in seinen ersten Zonen, 15° zu beiden Seiten des Äquators, beobachtet hatte. Mit diesen verband er Herschels Eichungen. Die Hypothese, auf die er seine Theorie gründete, war der in Herschels späteren Untersuchungen angewandten insoweit ähnlich, als auch ihm die Helligkeit der Sterne im allgemeinen den Maßstab für ihre relative Entfernung lieferte. Indem er eine Anzahl konzentrischer Sphären um die Sonne als Mittelpunkt gelegt dachte, deren aufeinander folgende Zwischenräume den Sternen der verschiedenen Größenklassen entsprachen, fand er, daß die Sterne um so mehr in und nahe der Milchstraße zusammengedrängt erscheinen, je weiter sie von uns entfernt sind. Es ergab sich, daß, wenn er nur die Sterne bis zur 5. Größe nahm, diese in der Milchstraße nicht dichter stehen, als in anderen Teilen des Himmels. Die Sterne 6. Größe sind in dieser Region schon etwas dichter, die 7. noch dichter usw., und die Ungleichheit der Verteilung nimmt beständig zu, je stärker das angewandte Fernrohr ist.

Hieraus schloß Struve, daß man annehmen könne, das Sternsystem bestehe aus Sternschichten von verschiedener Dichte, die alle der Milchstraße parallel laufen. In der mittleren Schicht sind die Sterne am dichtesten. Nahe dem Mittelpunkte dieser Sternschicht befindet sich unsere Sonne. Gehen wir aus dieser Schicht hinaus, so wird die Zahl der Sterne auf jeder Seite immer kleiner, ohne daß wir jedoch eine bestimmte Grenze erreichen. Ebenso wie die Atmosphäre mit wachsender Entfernung von der Erdoberfläche beständig dünner wird, ohne daß wir deshalb sagen können, wo sie aufhört, ebenso verhält es sich nach Struves Ansicht mit dem Sternsystem, wenn wir uns von der Ebene der Milchstraße in senkrechter Richtung entfernen. Struve gibt in der umstehenden Tabelle die Dichtigkeit der Sterne zu beiden Seiten der Hauptebene an, wobei er als Einheit der Entfernung die äußerste Grenze annimmt, die Herschel mit seinem 20 füßigen Teleskop erreichte.

Danach wäre also schon für die Entfernung $^1/_{20}$ von der Hauptebene, der Milchstraße, die Dichtigkeit der Sterne weniger als die Hälfte von der

in der Milchstraße selbst; für die Entfernung 0.8 wäre dieselbe nur wenig mehr als ein Hundertstel.

Entfernung von der Hauptebene	Dichtigkeit
In der Hauptebene	1.000
0.05 von der Hauptebene	0.486
0.10 „ „ „	0.333
0.20 „ „ „	0.239
0.40 „ „ „	0.130
0.60 „ „ „	0.055
0.80 „ „ „	0.014

Diese Anhäufung der Sterne in der Gegend der Hauptebene und das rasche Abnehmen ihrer Anzahl nach beiden Seiten hin drücken nur die durchschnittliche Verteilung der Sterne aus. Daß im allgemeinen eine allmähliche Abnahme stattfindet, ist nicht zu leugnen; aber gegen Struves Versuch, bestimmte Zahlenwerte zu ermitteln, muß der Einwand erhoben werden, daß er, wie Herschel, die Unterschiede zwischen den scheinbaren Größen der Sterne lediglich aus ihren verschiedenen Entfernungen ableitete, also gleiche absolute Helligkeit voraussetzte. Nach den neueren Anschauungen ist diese Hypothese nicht zulässig.

Im Verlaufe seiner Untersuchungen wurde Struve zu der Annahme geführt, daß im Weltraume eine Absorption des Lichtes stattfinde. Schon Olbers hatte diese Idee ausgesprochen; er meinte, daß, wenn keine Absorption vorhanden wäre, bei Annahme einer unendlichen Anzahl von Sternen im unendlichen Raume das ganze Himmelsgewölbe mit Sternen besetzt und daher leuchtend erscheinen müßte, während dies bekanntlich nicht der Fall ist und die Beobachtung auch mit den lichtstärksten Fernrohren nicht wenige Gegenden des Himmels fast absolut sternfrei und ganz dunkel zeigt. Nun ist zwar die Voraussetzung der Existenz einer unendlichen Menge von leuchtender Materie keineswegs notwendig, und Absorption brauchte aus diesem Grunde nicht angenommen zu werden; die Möglichkeit ihrer Existenz läßt sich aber doch nicht bestreiten, und sie wurde, wie wir eben erwähnten, von W. Struve verteidigt. Dieser fand nämlich, in naher Übereinstimmung mit W. Herschel, die Entfernung der schwächsten Sterne (6. Größe) 11 mal so groß als die Durchschnittsentfernung der Sterne 1. Größe und berechnete hieraus die raumdurchdringende Kraft des 20 füßigen Herschelschen Teleskops zu 664 solcher Entfernungen. Aus der wirklichen Zählung der Sterne aber ergab sich dieselbe nur 228 mal so groß, und Struve glaubte diese Abweichung der Rechnung von der Beobachtung nur dadurch erklären zu können, daß die Helligkeit der Sterne im Weltraume nicht einfach im quadratischen Verhältnisse der Entfernung, sondern in einem stärkeren abnehme, daß also ein Teil des Lichtes eine Absorption oder Extinktion erfahre. Er ver-

suchte sogar, ähnlich wie schon Olbers, die Stärke dieser Absorption zu bestimmen, und fand sie für die mittlere Distanz der Sterne 1. Größe zu $^1/_{107}$ ihrer Helligkeit. Gegen diese Hypothese einer Lichtabsorption läßt sich indessen anführen, daß die Voraussetzung der gleichen Sternhäufigkeit in gleichen Räumen, welche diesen Untersuchungen Struves zugrunde liegt, durchaus nicht zutrifft, besonders nicht für die schwächeren teleskopischen Sterne, die hier hauptsächlich in Betracht kommen.

3. Neuere Untersuchungen.

Weit genauer als zu Herschels oder Struves Zeit lernte man die scheinbare Verteilung der Sterne bis etwa zur 9. oder 10. Größe herab kennen, als die großartige Bonner Durchmusterung für den nördlichen Himmel und für den südlichen bis — 23° Deklination sowie die photographische Kap-Durchmusterung vollendet vorlagen. Die Basis für Hypothesen über die Anordnung der Sterne im Raume wurde hierdurch erheblich sicherer.

Schon Argelander selbst hat auf Grund der Bonner Durchmusterung Untersuchungen über die Verteilung der Sterne in bezug auf die Milchstraße angestellt. Für die Sternfülle, d. h. für die Anzahl der Sterne 1ter bis 9.5ter Größe innerhalb eines Quadratgrades, fand er folgende Durchschnittswerte.

Gegend	Sternfülle
Die fünf sternärmsten Gegenden . .	6.8
Am Nordpol der Milchstraße	8.5
30° vom Nordpol der Milchstraße . .	9.1
50° „ „ „ „ . .	10.9
70° „ „ „ „ . .	16.4
In der Milchstraße	29.3
105° vom Nordpol der Milchstraße .	19.8
125° „ „ „ „	11.2
140° „ „ „ „	9.3

Hieraus sieht man zunächst, daß zwar die Sternfülle vom Pol der Milchstraße nach dieser selbst hin sehr rasch anwächst, daß aber die Gegend um den Pol selbst (22 Quadratgrade umfassend) nicht die sternärmste ist; vielmehr gibt es verschiedene Gegenden — und eine davon liegt nur etwa 20° von der Milchstraße selbst an den Hörnern des Stieres — die noch weniger Sterne als die Polgegend enthalten. Ferner beweisen die Zählungen Argelanders, daß die Verteilung der Sterne in gleichem Abstande von der Milchstraße, aber nach verschiedenen Richtungen hin (in verschiedenen Längen), nicht gleichförmig ist. In jeder Zone parallel der Milchstraße und am auffallendsten in dieser selbst scheint eine ziemlich regelmäßige Ab- und Zu-

nahme der durchschnittlich für sie geltenden Sternfülle stattzufinden, und Argelander kommt zu dem Schlusse, daß die Sterne etwa bis zur 10. Größe in auf der Milchstraße ungefähr senkrechten Schichten verteilt stehen, die in dieser selbst bei weitem am dichtesten sind und nach beiden Seiten hin ziemlich rasch dünner werden. Die Ansicht W. Herschels, daß sich unter den Sternen eine starke Tendenz zur Bildung von Gruppen und Partialsystemen bemerkbar mache, wird durch diese Untersuchungen Argelanders bekräftigt und hat auch in späteren Arbeiten anderer Astronomen weitere Bestätigung erfahren.

Zu bemerkenswerten Ergebnissen über die scheinbare Verteilung besonders der helleren Sterne und über die Position unseres Sonnensystems im Sternsystem ist Gould gelangt. Er verband seine eigenen Zählungen, die sich auf die Sterne bis zur Größe 7.0 von $+10^0$ Dekl. bis zum Südpol erstrecken, mit denen von Heis und der Bonner Durchmusterung, und die Folgerungen, die er aus ihnen ableitete, sind in der Hauptsache die nachstehenden. Es gibt am Himmel einen Gürtel von helleren Sternen, dessen Mittellinie wenig von einem größten Kreise abweicht, der gegen die Milchstraße etwa 19^0 geneigt ist und sie in der Cassiopeja und im südlichen Kreuz schneidet. Die Sterne, die heller als 4. Größe sind, gruppieren sich symmetrischer gegen diese Mittellinie als gegen die Milchstraße, und sie sind in jeder Gegend des Himmels um so häufiger, je geringer ihre Entfernung von der Mittellinie ist. Die bekannte Vermehrung der schwachen Sterne nach der Milchstraße hin findet in einem Verhältnis statt, welches mit abnehmender Helligkeit rapid wächst; für die hellen Sterne ist eine Zunahme kaum merklich. Diese und andere Tatsachen deuten die Existenz eines relativ kleinen, ziemlich flachen Sternhaufens an, der aus etwa 400 Sternen 1. bis 7. Größe besteht, und in welchem exzentrisch, aber nicht weit von der Ebene der Milchstraße, unser Sonnensystem liegt. Für das Phänomen der Milchstraße glaubt Gould eine Erklärung durch die Annahme zu finden, daß nicht nur ein einzelner Milchstraßenring existiert, sondern mehrere, die sich zum Teil übereinander lagern.

Die Untersuchungen Seeligers. In sehr eingehender Weise hat von Seeliger sich dem Studium des Problems der räumlichen Verteilung der Sterne in langjähriger, mühevoller Arbeit gewidmet. Nicht nur behandelte er das Problem theoretisch in erschöpfender Weise, sondern er zog auch aus dem ihm jeweils zur Verfügung stehenden Beobachtungsmaterial, dieses sorgfältig diskutierend, die praktischen Folgerungen. Die Gedankengänge seiner Untersuchungen sind in der folgenden, von ihm selbst gegebenen Darstellung klargelegt:

„Die Frage nach der räumlichen Verteilung der Fixsterne gehört zu den wichtigsten Problemen der Stellarastronomie. Erst wenn es gelungen sein wird, in dieser Richtung einigermaßen begründete Vorstellungen zu ge-

winnen, wird man zu höheren und zu den höchsten Aufgaben übergehen können, welche die Fixsternwelt als ein fortlaufenden Veränderungen unterworfenes dynamisches System zu betrachten haben. Offenbar muß vor allem die scheinbare Verteilung der Sterne am Himmel bekannt sein, ehe man daran gehen kann, ihre räumliche Verteilung aufzudecken.

Über die scheinbare Verteilung gab zuerst die Bonner Durchmusterung, welche die Örter und Helligkeiten aller Sterne am nördlichen Himmel bis zur 9. bis 10. Größe herab enthält, Auskunft, während man sich vorher nur mit Stichproben begnügt hatte. Für viel schwächere Sterne lag dagegen ein schätzenswertes Material vor in den „Sterneichungen" der beiden Herschel, allerdings von sehr beschränkter Ausdehnung, indem aus ihnen nur ein Datum abzuleiten möglich ist, nämlich die Anzahl derjenigen Sterne auf bestimmten Himmelsarealen, die heller sind als die schwächsten im 20 füßigen Herschelschen Spiegelteleskop sichtbaren Sterne. Diesen dürfte etwa die 14. Größenklasse zuerteilt werden. Nennt man A_m die Zahl aller Sterne auf einem bestimmten Himmelsteil, z. B. auf 1 Quadratgrad, von den hellsten bis zu denen der Größe m, so liefern die Herschelschen Eichungen die Zahl A_{14} für eine sehr erhebliche Zahl von Himmelsgegenden. Verwendbar sind die so durch Abzählungen gewonnenen A_m erst dann, wenn die Größen m in einer genügend fundierten Helligkeitsskala bestimmt sind. Dazu lag die Möglichkeit erst vor, nachdem die photometrisch-astronomischen Methoden so weit entwickelt waren, um bei Massenbeobachtungen verwendbar zu sein, also erst in den letzten zwei Jahrzehnten des vorigen Jahrhunderts. Da sich übrigens diese Methoden nur langsam vervollkommneten und insbesondere zuerst nur in sehr beschränktem Umfange zur Anwendung kamen, war die Herstellung von einigermaßen zuverlässigen Werten der A_m auch für die von der Bonner Durchmusterung dargebotenen Zahlen mit erheblichen Schwierigkeiten verknüpft, die indessen in der Hauptsache durch eine eingehende Bearbeitung gehoben werden konnten. Von den Herschelschen Größen gilt das Gleiche nicht. So lag zuerst nur ein sehr bescheidenes Material vor, da etwa zwischen $m = 9$ und dem Herschelschen m eine große unausgefüllte Lücke klaffte. Trotzdem lieferte es doch an der Hand theoretischer Betrachtungen so weite Ausblicke, daß sich die Meinung, die Herstellung zuverlässiger Bestimmungen der Zahlen A_m bedinge die Lösung sehr wichtiger Probleme, immer mehr Bahn brach und zur Mitarbeit anregte. In den letzten zwanzig Jahren wurde es insbesondere durch die Verwendung photographischer Aufnahmen möglich, eine ziemlich lückenlose Reihe von Zahlen A_m bis zu A_{15}, die fast über den ganzen Himmel verteilt waren, herzustellen. Selbstverständlich ist hierdurch erst der Anfang zu weiteren Untersuchungen gemacht worden, da es gilt, die Zahlen mit einer Genauigkeit auszustatten, die zu weiteren Schlüssen nötig und naturgemäß noch keineswegs erreicht worden ist. Diese neuen Resultate haben die aus dem früheren dürftigen Material

abgeleiteten im allgemeinen bestätigt und somit die Richtigkeit der an das frühere Material angeschlossenen Gedankengänge erwiesen, wenn auch selbstverständlich die Zahlenresultate sich ändern mußten, insbesondere weil die Einreihung der Herschelschen Eichungen nicht unmerklich sich zu verschieben scheint. Die Hauptfragen können deshalb noch nicht mit zuverlässigen Zahlen von der erwünschten Sicherheit beantwortet werden. Aber die Wege scheinen geebnet zu sein und zu einem definitiven Erfolg in absehbarer Zeit zu führen.

Die erwähnten Gedankengänge stützen sich in erster Linie auf die hervorgetretene Tatsache, daß die Differenz $\log A_m - \log A_{m-1/2} = \log \alpha_m$ für die hellen Sterne sehr nahe konstant, also unabhängig von m und nur abhängig von dem Ort des betreffenden Himmelsteils ist. Das wird nun auch bestätigt durch die Potsdamer Photometrische Durchmusterung, welche alle Sterne am nördlichen Himmel bis etwa $m = 7.0$ enthält und zweifellos den sichersten Helligkeitskatalog darstellt, den wir besitzen. Für alle Sterne am nördlichen Himmel findet sich

m	$\log A_m$	$\log \alpha_m$	m	$\log A_m$	$\log \alpha_m$
2.5	1.161		5.0	2.457	
		0.255			0.271
3.5	1.672		5.5	2.728	
		0.273			0.248
4.0	1.945		6.0	2.976	
		0.241			0.238
4.5	2.186		6.5	3.214	
		0.271			0.261
5.0	2.457		7.0	3.475	

Die Zahlen $\log \alpha_m$ lassen wohl keine Andeutungen systematischen Ganges erkennen. Das frühere Material deutete darauf hin, daß diese Eigenschaft auch noch für etwa zwei Größen weiter wenigstens nahezu bestehen bleibt, doch war dies selbstverständlich nicht mit gleicher Genauigkeit festzustellen. Andererseits trat mit Sicherheit hervor, daß die Herschelschen Eichungen damit im Widerspruch standen, weil für schwache Sternhelligkeiten $\log \alpha$ sehr merklich kleiner angenommen werden mußte. Von einer gewissen Stelle an konnte also der Verlauf von α nicht durch eine gleich einfache Formel dargestellt werden. Es lag nahe, anzunehmen, daß für $m < n$ die Größe α genau als Konstante zu betrachten sei und sich für $m = n$ plötzlich in eine andere Abhängigkeit von m verändere. Diese Annahme sollte nur eine Idealisierung darstellen, die deshalb von besonderem Interesse war, weil sie erlaubte, nunmehr die räumliche Verteilung der Sterne anzugeben, ohne irgendwelche andere Erfahrungsstatsachen zu beanspruchen, als die Kenntnis der A_m bis zu möglichst großen Werten von m. So ergibt sich nämlich für die Zahl $D(r)$ der in der Entfernung r von uns in der Kubikeinheit enthaltenen Sterne eindeutig der einfache Ausdruck

$$D(r) = \gamma r^{-\lambda}.$$

Hierin ist λ eine positive Zahl, die von dem Orte am Himmel abhängt, auf welchen man A_m bezieht.

Die scheinbare Sternfülle ist in den verschiedenen Richtungen sehr verschieden. Im großen und ganzen ist sie aber in der Milchstraße am größten und nimmt mit der Entfernung von ihr ab. Die Milchstraße verläuft nahezu längs eines größten Kreises, besitzt im einzelnen aber eine sehr komplizierte Struktur. Andererseits müssen die A_m mit erheblicher Genauigkeit bekannt sein, wenn sie zu weitergehenden Schlüssen geeignet sein sollen. Das wird zunächst nur zu erreichen sein, wenn Mittelwerte über größere Himmelsareale gebildet werden, und so wird es angemessen sein, die Milchstraße als Symmetrieebene zu betrachten und Mittelzahlen zu bilden für Zonen, die durch zwei zur Milchstraße parallel verlaufende Kreise am Himmel begrenzt sind. Man wird dann weiterhin diese Symmetrie auch für die räumliche Verteilung der Sterne annehmen, mit anderen Worten, man wird von den Verschiedenheiten, die von der galaktischen Länge abhängen, absehen und nur Abhängigkeiten von der galaktischen Breite annehmen. Wie die Verhältnisse jetzt liegen, wird man sich also zunächst auf die Betrachtung des durch die Mittelzahlen für solche nach der Milchstraße orientierten Zonen definierten Systems beschränken. Dieses mag als „typisches" Sternsystem bezeichnet werden. Zur vorläufigen Orientierung wird man noch weiter gehen und das „schematische" Sternsystem konstruieren, das sich auf die Mittelzahlen für alle Sterne am Himmel bezieht. Zum Studium der anzuwendenden Methoden ist dieses Verfahren infolge der so gewonnenen viel größeren Genauigkeit in den Daten wertvoll. Man wird aber nicht übersehen dürfen, daß im schematischen System manche Eigenschaften des typischen verwischt werden und zum Teil verloren gehen können.

Die oben erwähnte Idealisierung der Beobachtungsdaten ist selbstverständlich nur als erste Näherung an die festgestellten Tatsachen zu betrachten und muß eingeschränkt werden, wie auch schon bei Benutzung des von der Bonner Durchmusterung und den Herschelschen Eichungen dargebotenen Materials geschehen ist, wodurch natürlicherweise auch die einfache Formel für die räumliche Dichtigkeit in der Sternverteilung Modifikationen erleiden muß, wenngleich auch diese sich schließlich nicht als sehr wesentlich ergeben haben. Dazu sind außer den Abzählungsresultaten noch andere empirische Daten heranzuziehen, und es ist ersichtlich, daß solche mit den Sternparallaxen irgendwie zusammenhängen müssen. Die direkte Bestimmung von Sternparallaxen ist bekanntlich auf die allernächsten Fixsterne beschränkt, und auch hier besteht nur eine sehr geringe Zuverlässigkeit. Aber die Betrachtung der Eigenbewegungen erlaubt, allerdings nicht hypothesenfrei, die Bestimmung von mittleren Parallaxen großer Kategorien von Sternen, wenn ihre Zahl nur genügend groß ist und sie über größere Himmelsareale verteilt sind. Dies trifft zu bei der Ermittlung der mittleren Parallaxen π_m der Sterne von bestimmter scheinbarer Größe m. Nimmt man also die Kenntnis der Zahlen A_m und π_m als gegeben an, so wird man den

offenbar vorhandenen Zusammenhang zwischen diesen und der räumlichen Dichtigkeit abzuleiten haben, und zwar unter möglichst allgemeinen, der Sachlage entsprechenden Festsetzungen. Zuerst muß berücksichtigt werden, daß die „absolute Leuchtkraft" i der Sterne keineswegs eine Konstante ist. Denkt man sich alle Sterne in gleiche Entfernung von uns versetzt, nämlich in die Entfernung, welche wir als Einheit der Entfernung den Rechnungen zugrunde legen, so soll die so entstehende scheinbare Helligkeit der Sterne die absolute Leuchtkraft i definieren. Ordnet man dann alle i nach ihrer Größe, so kann man den Prozentsatz aller Sterne angeben, deren Leuchtkraft zwischen zwei sehr nahen Grenzen i und $i + di$ liegt. Dieser Prozentsatz sei $\varphi(i)di$. Die „Häufigkeitsfunktion" $\varphi(i)$ definiert dann die Verschiedenheit der Leuchtkräfte der Sterne. Weiter sind sichere Anzeichen dafür da, daß das Fixsternlicht beim Durchmessen weiter Strecken nicht unmerklich geschwächt wird. In der Hauptsache dürfte diese Extinktion durch die allenthalben vorhandenen dunklen großen oder kleinen Massen verursacht sein. Im Durchschnitt scheint diese Extinktion nur geringfügig zu sein, was selbstverständlich nicht ausschließt, daß sie in einigen Teilen des Himmels sehr deutlich hervortreten kann. Man wird annehmen dürfen, daß die mittlere Extinktion im typischen System nur von der galaktischen Breite abhängig ist, während sich zu bestätigen scheint, daß $\varphi(i)$ davon unabhängig ist, also überall in dem uns näheren Fixsternraum denselben Verlauf zeigt. Die aufzustellenden Beziehungen stellen also den Zusammenhang zwischen den A_m, der Extinktion, der Häufigkeitsfunktion $\varphi(i)$ und der räumlichen Dichtigkeit dar.

Nun hat sich schon vom Beginn der betreffenden Untersuchungen an, wie bereits bemerkt, ein anderer Umstand zugesellt, welcher dazu auffordert, nicht nur die Endlichkeit des uns umgebenden Sternsystems anzunehmen, sondern es hat sich auch die Möglichkeit eröffnet, die Dimensionen des Systems zu bestimmen. Es hat sich gezeigt, daß die Zahlen A_m nicht für alle m durch dieselbe Formel dargestellt werden können, und diese Tatsache hat das neuere Material den ausgesprochenen Erwartungen entsprechend bestätigt. Für ein bestimmtes $m = n$ hört die für kleinere m geltende Formel auf, die Zahlen A_m genügend darzustellen, und eine andere muß an ihre Stelle treten. Im besonderen ist die Darstellung so, daß die zweiten Differenzen der Zahlen $\log A_m$ an der Stelle $m = n$ einen Sprung machen, also eine Unstetigkeit in ihrem Verlaufe aufweisen. Das neue Material zeigt diese Tatsache sehr deutlich, obwohl es durch sekundäre Umstände beeinflußt zu sein scheint, die eine zahlenmäßige Darstellung etwas erschweren. Wie schon erwähnt, handelt es sich um Feststellungen, die eine sehr erhebliche Genauigkeit der Zahlen A_m erfordern, und es muß eine weitere Verfeinerung der Daten abgewartet werden.

Der genannte unstetige Verlauf in den Zahlen A_m kann mathematisch in plausibler Weise nur dadurch erklärt werden, daß die Häufigkeitsfunktion

$\varphi(i)$ für einen großen Wert von $i = H$ ein ähnliches Verhalten zeigt, also z. B. daß größere Leuchtkräfte als H überhaupt nicht vorkommen, oder daß $\varphi(i)$ an der Stelle $i = H$ einen Sprung macht oder eine so schnelle, plötzlich auftretende Abnahme aufweist, daß sie rechnerisch als eine Unstetigkeit angesehen werden darf.

Es ist begreiflich, daß die zahlenmäßige Ermittlung der Funktion $\varphi(i)$ sowie der räumlichen Dichtigkeit und insbesondere der Extinktion und der Dimensionen des Sternsystems nur mit großer Unsicherheit durchführbar ist und in jedem Falle erwartet werden muß, daß eine feinere Ausfeilung der Beobachtungsdaten nicht unbedeutende Änderungen der jetzt ableitbaren Zahlen ergeben kann. Aber der Weg, der zu so wichtigen Ergebnissen mit wachsender Zuverlässigkeit führen muß, ist vorgezeichnet, und das ist immerhin ein wissenschaftlicher Gewinn.

Kennt man die Extinktion nicht, so kann man nicht die wirkliche räumliche Dichtigkeit erhalten, sondern nur eine in angebbarer Weise von der Extinktion abhängige Funktion derselben. Mit den gemachten Einschränkungen und bei Vernachlässigung der Extinktion ergibt das neue Material eine mittlere Entfernung der weitesten Sterne von etwa 10 000 Lichtjahren. Diese Entfernung ist in der Milchstraße größer und mag vielleicht auf 15 000 Lichtjahre geschätzt werden, während sie in der Nähe der Pole der Milchstraße bedeutend zu sinken scheint. In der Milchstraße mag die Entfernung an einigen Stellen sehr viel größer sein, als das typische System andeutet, was unzweideutig aus den Herschelschen Eichungen folgt. Überhaupt können die nach den erwähnten Methoden gefundenen Dimensionen des vielleicht 5 bis 10 Milliarden Sterne enthaltenden Sternsystems nur als Minimalentfernungen, insbesondere in der Milchstraße, betrachtet werden. Denn die Grenzen sind sicher als verwaschen anzusehen, und es ist keineswegs ausgeschlossen, daß weit außerhalb derselben große Strecken von Sternen, wenn auch in sehr viel geringerer räumlicher Dichtigkeit, erfüllt sind. Daß die Formel für die früher gefundene räumliche Dichtigkeit $D(r)$ in ihrer Form fast ganz erhalten bleibt, ergibt die umstehende Tabelle, in welcher $\log D_0$ nach der Formel

$$\log D_0 = 2.700 - 0.600 \log r$$

berechnet worden ist, während D aus dem neuen Material für das schematische System hervorgegangen ist; r ist in Siriusweiten (eine Siriusweite entspricht 16.3 Lichtjahren) angegeben. Nur in unserer nächsten Umgebung ist eine merkbare Verschiedenheit der beiden Werte erkennbar.

Gegen die Ansicht, daß unser Milchstraßensystem alle Objekte umfaßt, die durch Beobachtungen bisher festgestellt sind, läßt sich, obwohl das oft versucht wird, ein wirklich begründeter Einwand kaum erheben. An sich entspricht die Annahme weiterer, etwa unserem Systeme koordinierter und mehr oder weniger ähnlicher Systeme dem Bedürfnis unseres Verstandes.

Auch kann man nicht voraussagen, welche Möglichkeiten für die Entdeckung lichtschwacher kosmischer Gebilde durch die Entwicklung der Optik und Photographie geschaffen werden können. Man darf deshalb nur Ansichten als berechtigt ansehen, die sich dem augenblicklichen Stand unserer Kenntnisse anpassen. Es ist vielleicht auch darauf hinzuweisen, daß die Extinktion auf so weiten Strecken wie hier, wo wir die Räume unseres Sternsystems erheblich überschreiten wollen, einen wesentlich vergrößerten Einfluß gewinnen kann, und daß uns über eine gewisse Grenze hinaus der freie Anblick für immer verschlossen bleiben muß.

r	$\log D_0$	$\log D$	r	$\log D_0$	$\log D$
1	2.70	2.24	100	1.50	1.51
2	2.52	2.32	200	1.32	1.32
3	2.41	2.29	300	1.21	1.21
4	2.34	2.25	400	1.14	1.13
5	2.28	2.22	500	1.08	1.07
10	2.10	2.08	600	1.03	1.02
20	1.92	1.92	700	0.99	0.98
30	1.81	1.82	800	0.96	0.94
40	1.74	1.75	900	0.93	0.91
50	1.68	1.69	1000	0.90	0.88

Ebenso wie die Annahme eines unendlichen Raumes, der mit mehr oder weniger dicht verteilter Masse erfüllt ist, von unserem Verstande unbedingt gefordert wird, müssen wir die Endlichkeit der Reichweite unserer Sinne anerkennen."

Die Untersuchungen Schwarzschilds. Die Arbeiten von Schwarzschild über die räumliche Verteilung der Sterne schließen sich in ihrem theoretischen Teil an die eben besprochenen Untersuchungen Seeligers an. Verzichtend auf die weitgehende Allgemeinheit der von Seeliger benutzten Grundformeln, führt Schwarzschild von vornherein einige beschränkende Voraussetzungen ein, wodurch es ihm gelingt, ein außerordentlich elegantes mathematisches System von wenigen Grundformeln aufzustellen, mit Hilfe derer sich das Problem der räumlichen Verteilung der Sterne klar übersehen und beherrschen läßt. Drei fundamentale „Verteilungsgesetze" bilden die Grundlage dieses Formelsystems. Zwei dieser Verteilungsgesetze kennen wir schon, nämlich erstens das der räumlichen Dichte $D(r)$, das ist die Anzahl der Sterne, die in der Entfernung r in der Volumeneinheit enthalten sind, und zweitens das Häufigkeitsgesetz $\varphi(i)$ der absoluten Leuchtkräfte, das ist die Anzahl der Sterne von der absoluten Leuchtkraft i. Als drittes Gesetz wird das „Geschwindigkeitsverteilungsgesetz" $\psi(v)$ eingeführt, worunter die Anzahl der Sterne zu verstehen ist, deren auf die Sphäre projizierte Geschwindig-

keiten den Wert v haben. Dieses dritte Verteilungsgesetz tritt naturgemäß nur in gewissen Problemen in Erscheinung, nämlich nur dann, wenn die Sternbewegungen zur Behandlung des Problems der räumlichen Anordnung der Sterne mit herangezogen werden. Daß eine Bearbeitung des Problems der räumlichen Anordnung der Sterne auch ohne Benutzung der Sternbewegungen möglich ist, haben wir an den ersten Arbeiten Seeligers gesehen. Andererseits liegt es auf der Hand, daß die Einführung der Geschwindigkeiten in das Problem sachlich begründet und von großem Nutzen ist, weil ja die Eigenbewegungen der Sterne das wichtigste, ja fast das einzige Mittel bieten, um für große Mengen von Sternen ihre Entfernung und damit ihre räumliche Anordnung abzuschätzen.

Schwarzschild machte nun bestimmte Voraussetzungen über den formalen Verlauf der drei Grundgesetze, indem er annahm, daß sie durch Exponentialgesetze, d. h. durch sogenannte Gaußsche Fehlerkurven, darstellbar sind. Für das Häufigkeitsgesetz der absoluten Leuchtkräfte war diese Form von Kapteyn empirisch gefunden worden und damit diese Annahme sachlich begründet. Für die beiden anderen Gesetze muß sie als rein formaler Ansatz gelten. Unter diesen Annahmen läßt sich nun eine Anzahl direkt beobachtbarer Größen aus diesen drei Grundgesetzen streng mathematisch durch einfache Formeln berechnen, und umgekehrt können, wenn einige dieser beobachtbaren Größen durch wirkliche Beobachtung bekannt sind, die drei Grundgesetze rechnerisch daraus abgeleitet werden. Um die drei Verteilungsgesetze berechnen zu können, muß man der Beobachtung drei dieser beobachtbaren Größen entnehmen, wozu man sich natürlich die jeweils am sichersten bekannten auswählen wird. Unter diesen beobachtbaren Größen ist die wichtigste die Anzahl $N(m)$ der Sterne von der scheinbaren Größe m. Die Werte $N(m)$ sind jetzt bis zu schwachen Sternen herab (bis $m = 16$) aus Abzählungen gut bekannt, und man wird jedenfalls $N(m)$ als eine der beobachtbaren Größen in das Formelsystem zur Berechnung der unbekannten Gesetze einführen. Weitere beobachtbare Größen, die sich durch die drei Grundgesetze ausdrücken lassen, sind die mittlere Parallaxe $\pi\,(m)$ der Sterne von der scheinbaren Größe m, ferner die Anzahl $N(\mu)$ der Sterne von der Eigenbewegung μ, ferner die mittlere Parallaxe $\pi\,(m, \mu)$ der Sterne von gegebener Größe m und gegebener Eigenbewegung μ und einige andere mehr.

Die praktische zahlenmäßige Durchführung dieser Methode ist einmal von Schwarzschild selbst ausgeführt und später von Schouten mit zuverlässigerem Beobachtungsmaterial wiederholt worden. Der Beobachtung entnommen und der Rechnung zugrunde gelegt wurden in beiden Fällen folgende drei Größen: die Anzahl $N(m)$ der Sterne von der scheinbaren Größe m, zweitens die mittleren Parallaxen $\pi(m)$ der Sterne von der scheinbaren Größe m, und drittens die mittleren Parallaxen $\pi(m,\mu)$ der Sterne von der scheinbaren Größe m und der Eigenbewegung μ. Als Zahlenwerte dieser drei

Größen verwendete Schwarzschild die älteren von Kapteyn ermittelten Werte, während Schouten neuere, ebenfalls von Kapteyn hergeleitete Werte benutzte.

Von den Resultaten dieser Rechnungen wollen wir das wichtigste und interessanteste, nämlich den Verlauf der räumlichen Dichte, näher betrachten. Setzt man die Dichte, d.h. die Anzahl der Sterne pro Volumeneinheit, in der Nähe der Sonne gleich 1, so ergeben die Rechnungen folgenden Verlauf der Dichte.

Parallaxe π	Entfernung in Sternweiten	Sterndichte D	
		Schwarzschild	Schouten
$0''.030$	33	1.00	1.00
0.019	53	0.89	1.00
0.012	83	0.76	0.96
0.0074	140	0.65	0.90
0.0047	210	0.53	0.84
0.0030	330	0.40	0.64
0.0019	530	0.30	0.40
0.0012	830	0.21	0.23

Man sieht, daß die Sterndichte in geringen Entfernungen zunächst konstant bleibt, dann zuerst langsam, darauf schneller abnimmt, so daß in einer Entfernung von 800 Sternweiten die Sternfülle bereits auf etwa ein Fünftel herabgesunken ist. Man darf aber bei der Betrachtung dieser Zahlen nicht vergessen, daß sie nur mittlere Durchschnittswerte für den ganzen Himmel sind, daß also von der nicht unbeträchtlichen Verschiedenheit der Sternfülle in und außerhalb der Milchstraße abgesehen ist.

Die Untersuchungen von Kapteyn. Wenn das Bild, das wir uns von der räumlichen Verteilung der Sterne und dem Aufbau unseres Sternsystems machen können, in letzter Zeit von Jahr zu Jahr mit ungeahnter Schnelligkeit an Zuverlässigkeit gewonnen hat, so gebührt das größte Verdienst um diesen Fortschritt dem holländischen Forscher Kapteyn. Insbesondere hat er große Mühe darauf verwandt, alle nur irgend verfügbaren Beobachtungsdaten aus älteren und neueren Zeiten zu sammeln, sie mit großer Sorgfalt kritisch zu bearbeiten und für die stellarstatistischen Untersuchungen nutzbar zu machen. Aber er begnügte sich nicht nur mit dem vorhandenen Beobachtungsmaterial, sondern seiner unermüdlichen, fruchtbringenden Anregung ist es auch zu verdanken, daß viele über die ganze Erde verteilte Sternwarten ihre Instrumente nach einheitlichem Plan dem Problem des Aufbaues unseres Sternsystems dienstbar gemacht haben. Ganz besondere Bedeutung hat der von ihm ausgearbeitete Plan der „ausgewählten Felder“ (selected areas) gewonnen. Da es unmöglich ist, durch Beobachtung des gesamten Himmels bis zu schwachen Sternen herab in absehbarer Zeit genügend Beobachtungsmaterial für stellarstatistische Untersuchungen zu bekommen, sind etwa 200 kleine, gleichmäßig über den Himmel verteilte Felder

ausgesucht worden, die gewissermaßen Stichproben darstellen und bis zu den schwächsten erreichbaren Sternen mit großer Sorgfalt in nicht zu langer Zeit beobachtet werden können. Geplant ist, in diesen Feldern folgende Größen zu messen: Visuelle bzw. photovisuelle Helligkeiten, photographische Helligkeiten, Eigenbewegungen, Parallaxen, Spektralklassen und Radialgeschwindigkeiten. Schon jetzt haben aus den bisher fertiggestellten Beobachtungen dieses Planes wichtige Folgerungen für das Problem des Aufbaues unseres Sternsystems gezogen werden können.

Als Grundlage für seine Untersuchungen benutzt Kapteyn zunächst die direkt gemessenen Parallaxen. Sodann aber, da diese wegen der Unsicherheit der direkten Parallaxenmessung nur für geringe Entfernungen zuverlässige Auskunft über die räumliche Anordnung der Sterne liefern können, verwandte er große Mühe darauf, für größere Gruppen von Sternen gewisse Durchschnittswerte der Entfernung abzuleiten auf Grund der aus den beobachteten Eigenbewegungen folgenden säkularen Parallaxen (vgl. S. 583).

Auf diese Mittelwerte der Parallaxen großer Gruppen von Sternen gründet Kapteyn seine weiteren Untersuchungen. Das Ziel ist, mit möglichst großer Genauigkeit die beiden wichtigsten Grundgesetze der Stellarstatistik abzuleiten, nämlich erstens das Häufigkeitsgesetz, d. h. die Anzahl derjenigen Sterne pro Volumeneinheit, welche eine bestimmte absolute Leuchtkraft haben, und zweitens das Dichtegesetz, d. h. die Anzahl aller Sterne pro Volumeneinheit in verschiedenen Entfernungen von der Sonne. Beide Gesetze sind, wie wir schon früher gesehen haben, eng miteinander verbunden und lassen sich nur gemeinsam ableiten. Die Methode Kapteyns unterscheidet sich in einem wesentlichen Punkte von den bisher besprochenen. Während bei diesen von vornherein über die räumliche Dichte, d. h. die Anzahl der Sterne in verschiedenen Entfernungen, ein der Form nach bestimmter Verlauf festgesetzt und die Konstanten der Formel, die diesen Verlauf darstellt, aus den Beobachtungen entnommen werden, macht Kapteyn gar keine Voraussetzungen über den Verlauf der Dichte, sondern bestimmt diesen Verlauf Schritt für Schritt stückweise rein empirisch aus den Beobachtungen.

Es würde zu weit führen, den Weg Kapteyns genauer zu verfolgen. Nur andeutungsweise sei auf das Prinzip hingewiesen: Die verfügbaren Sterne werden nach zwei Gesichtspunkten gleichzeitig gruppiert — etwa in Form einer Tabelle mit doppeltem Eingang — und zwar erstens nach ihrer scheinbaren Helligkeit und zweitens nach ihren Entfernungen, die aus den säkularen Parallaxen abgeleitet sind. In einer bestimmten Entfernung entspricht einer bestimmten scheinbaren Helligkeit auch eine bestimmte, leicht berechenbare absolute Leuchtkraft eines Sternes. So kann durch Abzählungen der nach diesen beiden Gesichtspunkten gruppierten Sterne die Anzahl der Sterne einer bestimmten absoluten Leuchtkraft gefunden werden; das ist aber das gesuchte Häufigkeitsgesetz der absoluten Leuchtkräfte.

Das Dichtegesetz ergibt sich gleichzeitig hiermit aus der Gruppierung der Sterne nach der Entfernung.

Die Resultate Kapteyns können, weil sie auf großem Zahlenmaterial beruhen, als zuverlässig gelten, soweit dies bei dem jetzigen Stande der Forschung möglich ist. Das von ihm abgeleitete Häufigkeitsgesetz der absoluten Leuchtkräfte ist in der nachstehenden Tabelle 1 für den Bereich wiedergegeben, den die bisherigen Beobachtungen festzulegen gestatten. In der ersten Spalte links stehen absolute Helligkeiten in Größenklassen ausgedrückt, bezogen auf die Sternweite als Entfernungseinheit. In der nächsten Spalte sind für jedes Intervall die mittleren Werte der Leuchtkräfte im Verhältnis zur Sonne angegeben. Rechts stehen die Zahlen der Sterne innerhalb eines Würfels von 100 Sternweiten Seitenlänge. Da die Sternzahlen mit der Entfernung von der Sonne abnehmen, muß hinzugefügt werden, daß die angegebenen Zahlen sich auf die unmittelbare Nachbarschaft der Sonne beziehen. Man sieht aus der Zahlenreihe, daß es am meisten Sterne mit absoluten Helligkeiten zwischen $+2^{M}.0$ und $+3^{M}.0$ gibt. Sowohl für absolut schwächere als auch für absolut hellere Sterne nimmt die Sternzahl erst langsam, dann schneller ab. Der Verlauf dieser Zahlen entspricht genau dem Wahrscheinlichkeitsgesetz zufälliger Verteilung (Gaußsches Fehlergesetz).

Tabelle 1.

Absolute Helligkeit in Größenklassen	Mittlere Leuchtkraft im Verhältnis zur Sonne	Sternanzahl in 10^6 Kubiksternweiten
-12^{M} bis -11^{M}	40 000	0.00081
−11 „ −10	16 000	0.0071
−10 „ − 9	6 300	0.053
− 9 „ − 8	2 500	0.34
− 8 „ − 7	1 000	1.9
− 7 „ − 6	400	8.7
− 6 „ − 5	160	35
− 5 „ − 4	63	120
− 4 „ − 3	25	340
− 3 „ − 2	10	840
− 2 „ − 1	4.0	1800
− 1 „ 0	1.6	3200
0 „ + 1	$\frac{1}{1 \cdot 6}$	4900
+ 1 „ + 2	$\frac{1}{4 \cdot 0}$	6400
+ 2 „ + 3	$\frac{1}{1 0}$	7200
+ 3 „ + 4	$\frac{1}{2 5}$	6800
+ 4 „ + 5	$\frac{1}{6 3}$	5600
+ 5 „ + 6	$\frac{1}{1 6 0}$	3800
+ 6 „ + 7	$\frac{1}{4 0 0}$	2300
+ 7 „ + 8	$\frac{1}{1 0 0 0}$	1200
+ 8 „ + 9	$\frac{1}{2 5 0 0}$	490
+ 9 „ +10	$\frac{1}{6 3 0 0}$	180

In größeren Entfernungen von der Sonne wird die Anzahl der Sterne geringer, und der Verlauf dieser Dichteabnahme mit der Entfernung wird durch das Dichtegesetz dargestellt. In der folgenden Tabelle 2 sind die von Kapteyn gefundenen Werte der Sterndichte angegeben, wobei als Einheit die Dichte in der nächsten Umgebung unserer Sonne gewählt ist. Die Zahlen gelten im Durchschnitt für den ganzen Himmel ohne Rücksicht auf die durch die Milchstraße bedingten Ungleichheiten. Die Tabelle lehrt, daß bis zu Entfernungen von etwa 25 Sternweiten die Sternfülle nicht merklich abnimmt. Darauf tritt zuerst ein langsamer, dann ein schneller Abfall ein. Die Tabelle reicht bis zu nahezu 1000 Sternweiten, wo die Sternfülle nur noch weniger als ein Zehntel der Sternfülle unserer nächsten Umgebung beträgt.

Tabelle 2.

Parallaxe	Entfernung in Sternweiten	Sterndichte
″		
0.30	3.3	1.00
0.19	5.3	1.00
0.12	8.5	1.00
0.074	13	1.00
0.047	21	1.00
0.030	34	0.92
0.019	53	0.86
0.012	85	0.76
0.0074	130	0.60
0.0047	210	0.45
0.0030	330	0.30
0.0019	530	0.18
0.0012	850	0.09

Die bisher besprochene, rein empirische Methode Kapteyns, die ohne zweifelhafte Hypothesen arbeitet, gestattet, mit dem zurzeit vorhandenen Beobachtungsmaterial nur bis zu etwa 1000 Sternweiten Entfernung die Struktur unseres Sternsystems zu erforschen. Nur bis zu diesen Entfernungen ruht also unsere Kenntnis auf sicherer, einwandfreier Grundlage. Darüber hinaus müssen wir Voraussetzungen einführen, deren Richtigkeit wohl für die Entfernungen bis zu 1000 Sternweiten an den Beobachtungen wahrscheinlich gemacht werden konnte, über deren Richtigkeit für weitere Entfernungen aber ein Anhalt durch die Beobachtungen nicht mehr möglich ist. So können die Angaben über die Dichteverteilung der Sterne in Entfernungen über 1000 Sternweiten nicht mehr als so sicher begründet angesehen werden wie die bisher gegebenen.

Für die Untersuchung der Dichteverteilung in diesen größeren Entfernungen setzt Kapteyn voraus, daß das Häufigkeitsgesetz der absoluten Leuchtkräfte, wie es für unsere nächste Umgebung empirisch abgeleitet

wurde (vgl. Tabelle 1), unverändert auch für die weiteren Entfernungen gilt. Es wird also angenommen, daß der Prozentsatz der Sterne jeder bestimmten Leuchtkraft hier derselbe ist wie dort. Da dieses Häufigkeitsgesetz innerhalb der Entfernungen, für welche es empirisch geprüft werden konnte, keine merkliche Änderung zeigt, erscheint es berechtigt, seine Konstanz auch für weitere Entfernungen anzunehmen. Unter dieser Voraussetzung verbindet Kapteyn das Häufigkeitsgesetz der absoluten Leuchtkräfte mit der Anzahl $N(m)$ der Sterne einer gegebenen scheinbaren Größe, die er bis zur 16. Größe sorgfältig bestimmte, und leitet hieraus rechnerisch in ähnlicher Weise, wie Schwarzschild das Problem behandelt hatte, die Dichteverteilung — nunmehr für viel größere Entfernungen — ab.

Bei diesen Rechnungen beschränkt sich Kapteyn nicht mehr auf Durchschnittswerte über den ganzen Himmel, sondern er berücksichtigt die Verschiedenheiten der Verhältnisse in verschiedenen seitlichen Abständen von der Milchstraße. Die Unterschiede in galaktischer Länge werden vernachlässigt, es wird also die Sonne als im Mittelpunkt des Systems stehend angenommen. Die Resultate Kapteyns sind in der folgenden Tabelle 3 wieder-

Tabelle 3.

Galaktische Breite / Entfernung in Sternweiten	0°	30°	60°	90°
250	1.00	0.48	0.40	0.41
400	0.79	0.32	0.22	0.20
630	0.58	0.19	0.11	0.072
1000	0.36	0.098	0.040	0.020
1600	0.21	0.046	0.013	0.004 2
2500	0.11	0.019	0.003 2	0.000 65
4000	0.050	0.006 8	0.000 68	0.000 076
6300	0.021	0.002 1	0.000 12	0.000 006 8
10000	0.007 8	0.000 62	0.000 017	0.000 000 45

gegeben. Die Sterndichte, wofür wieder als Einheit die Sterndichte in der Nachbarschaft der Sonne gewählt ist, ist für vier galaktische Zonen, entsprechend den galaktischen Breiten 0°, 30°, 60° und 90°, angegeben. Die erste der vier Spalten stellt also die Dichteverteilung in der Milchstraßenebene selbst dar; die beiden nächsten Spalten gelten für die galaktischen Breiten 30° und 60°, und die letzte Spalte gibt die Dichteverteilung in der Richtung nach den Polen der Milchstraße wieder.

Anschaulich werden die Zahlen dieser Tabelle durch Fig. 239 dargestellt, in welcher ein senkrecht zur Milchstraße durch das Sternsystem gelegter Querschnitt abgebildet ist. Die Linie AB stellt die Milchstraßenebene dar; die beigeschriebenen Zahlen bedeuten Entfernungen in Sternweiten (*parsecs*). Die Sonne ist im Mittelpunkt S des Sternsystems angenommen. Die vom Zentrum

ausgehenden, mit 30, 60 und 90 bezeichneten Geraden entsprechen den galaktischen Breiten 30°, 60° und 90°. Die eingezeichneten Kurven sind Kurven gleicher Sterndichte; die Dichte in der Nähe der Sonne ist gleich 1 gesetzt. In der Figur ist nur der nördliche Teil des Sternsystems gezeichnet, und man hat sich den südlichen Teil spiegelbildlich auf der unteren Seite der Milchstraße zu denken. Der Figur ist zu entnehmen, daß die Dichte 0.01, d. h. eine 100mal geringere Sternfülle als in unserer Nachbarschaft, längs der Milchstraße in einer Entfernung von 9000 Sternweiten, senkrecht zur Milchstraße schon in einer Entfernung von 1200 Sternweiten erreicht wird. Das Sternsystem ist also längs der Milchstraße etwa siebenmal so weit ausgedehnt als in der Richtung der Pole der Milchstraße. Auffallend in den Dichtekurven ist die Einsenkung am Pol der Milchstraße, die unserem Sternsystem die Gestalt einer flachen, oben und unten leicht eingedrückten Scheibe verleiht.

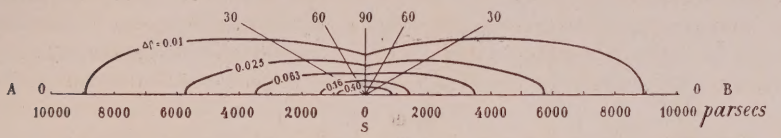


Fig. 239.

Untersuchungen über die räumliche Anordnung der Sterne einzelner Spektralklassen. Während bei den bisher besprochenen Forschungen über die Struktur unseres Sternsystems die Sterne aller Spektraltypen gemeinsam behandelt wurden, sind in neuerer Zeit Versuche gemacht worden, die einzelnen Spektralklassen getrennt zu untersuchen, um sich ein Bild der räumlichen Anordnung der Sterne nur eines bestimmten Spektraltypus zu verschaffen. Im großen und ganzen sind zwar die Sterne der verschiedenen Spektralklassen in dem uns umgebenden Raume bunt durcheinander gemischt, und es gibt keine Stelle, wo etwa nur Sterne eines bestimmten Typus zu finden wären, oder wo die Sterne eines bestimmten Typus ganz fehlten. Deshalb wird das Bild, das wir uns bisher über den Aufbau unseres Sternsystems gemacht haben, im wesentlichen auch die Umrisse liefern, innerhalb welcher die Sterne jedes einzelnen Spektraltypus angeordnet sind. In dem Mischungsverhältnis jedoch der Sterne verschiedener Spektralklassen zeigen sich, wie in einem früheren Kapitel näher besprochen worden ist, Unterschiede, die in der Hauptsache von der Lage zur Milchstraße abhängig sind. Sie deuten darauf hin, daß zwar die Anordnung der Sterne im Raume stets die Gestalt eines linsenförmigen Körpers hat, dessen Symmetrieebene durch die Milchstraße gebildet ist, daß aber in dem Grad der Abplattung dieses linsenförmigen Körpers für die Sterne verschiedener Spektralklassen bedeutende Unterschiede bestehen.

Mit sicherem Erfolge konnte die Untersuchung der räumlichen Anordnung der Sterne eines einzelnen Spektraltypus bisher nur in einem einzigen Falle durchgeführt werden, nämlich für die Sterne vom B-Typus. Zwei Forscher, Charlier und Kapteyn, haben die räumliche Verteilung der B-Sterne studiert und sind — auf ganz verschiedenen Wegen — zu im wesentlichen übereinstimmenden Resultaten gelangt. Das System der helleren B-Sterne hat nach Charlier folgende Gestalt und Ausdehnung: Die Sterne bilden eine wohl definierte Sternansammlung und sind in einem abgeplatteten linsenförmigen Raume angeordnet, dessen Äquatorebene nahe mit der Milchstraßenebene zusammenfällt. Der Durchmesser längs der Äquatorebene beträgt etwa 1500 Sternweiten, der Durchmesser senkrecht dazu, also von Pol zu Pol, etwa 500 Sternweiten. Die Sonne steht etwa 20 Sternweiten nördlich von der Äquatorebene dieses Systems. Von der Sonne aus liegt das Zentrum des Systems in Richtung nach dem Sternbilde Carina in einer Entfernung von 90 Sternweiten. Die Sternfülle innerhalb des Systems ist nahe dem Zentrum am größten, wo ein B-Stern auf einen kugelförmigen Raum von etwa 40 Sternweiten Durchmesser kommt. Nach dem Rande des Systems nimmt die Sternfülle allmählich ab.

Fig. 240.

Es ist versucht worden, in ähnlicher Weise auch die räumliche Anordnung der Sterne anderer Spektralklassen zu untersuchen; das vorliegende Beobachtungsmaterial reichte aber bisher noch nicht aus, um zuverlässige Resultate abzuleiten.

Die Untersuchungen von Easton. Der Holländer Easton hat den Verlauf und die Helligkeit der verschiedenen Teile der Milchstraße zum Gegenstande eingehender Studien gemacht. Er weist darauf hin, daß die Sonne wahrscheinlich nicht in der Mitte des Milchstraßensystems steht, da die Milchstraße im Sternbilde des Adlers sehr viel heller erscheint, als in dem des Einhorns, welches dem Adler gerade gegenüber liegt. Man darf daraus wohl schließen, daß die Sonne demjenigen Teile der Milchstraße, welcher Schwan und Adler durchzieht, beträchtlich näher ist als dem diametral gegenüber liegenden. Die genauere Untersuchung der Erscheinungen, die die Milchstraße bietet, führte nun Easton zu der Ansicht, daß dieselbe eine

spiralige Struktur habe, also aus sehr großer Entfernung gesehen als Spiralnebel erscheinen würde. Wenn man annimmt, daß die verschiedenen Zweige der Spirale nicht genau in einer Ebene liegen, und daß der Punkt, von dem sie ausgehen, von der Sonne aus gesehen, im Schwan liegt, so vermag die Eastonsche Hypothese in der Tat die Erscheinungen recht befriedigend darzustellen. Fig. 240 gibt eine schematische Darstellung des Baues der Milchstraße nach Easton; *S* bezeichnet die Stellung der Sonne.

Nach Eastons Anschauungen sind die Spiralnebel ferne Milchstraßensysteme und gehören nicht zu unserem System.

Die Ansichten Shapleys über den Bau des Universums.

Wenn wir bisher von unserem Sternsystem sprachen, so war damit die Gesamtheit aller einzelnen Sterne, von den hellsten bis zu den schwächsten, gemeint. Nur auf diese einzelnen Sterne bezogen sich die bisher besprochenen Untersuchungen über den Bau unseres Sternsystems. Nun gibt es aber neben den einzelnen Sternen noch andere Gebilde am Himmel, über deren Stellung im Weltenraume wir noch zu sprechen haben, nämlich die Sternhaufen und die Nebelflecke. Wir haben gesehen, daß alle Untersuchungen über die Anordnung der einzelnen Sterne im großen und ganzen übereinstimmende Resultate ergaben, nämlich daß die sichtbaren einzelnen Sterne in einem flachen, linsenförmigen Raume angeordnet sind, dessen Hauptebene durch die Milchstraße gebildet wird, und dessen Durchmesser in dieser Hauptebene etwa 10 000 bis 20 000 Sternweiten beträgt, während senkrecht zur Hauptebene die Ausdehnung etwa ein Viertel hiervon beträgt. Nicht nur die hellen, sondern auch alle schwachen Sterne, die wir mit unseren größten Fernrohren noch erreichen können, befinden sich in ihrer überwiegenden Mehrheit innerhalb dieses Raumes. Zwar mag es hie und da einige wenige Außenseiter geben, die außerhalb dieses begrenzten Sternsystems stehen, aber diese sind jedenfalls so weit verstreut, daß die Sterndichte außerhalb dieses Raumes als verschwindend klein gegenüber der innerhalb bestehenden Sterndichte betrachtet werden kann. Nachdem wir hiermit zu einer festen Vorstellung über die Gestalt und Ausdehnung unseres Sternsystems der einzelnen Sterne gelangt sind, drängt sich uns sofort die Frage auf: Gehören die Sternhaufen und Nebelflecke zu diesem begrenzten System oder nicht, stehen sie innerhalb oder außerhalb desselben?

In früheren Kapiteln ist ausführlich besprochen worden, daß man sowohl Sternhaufen wie Nebelflecke in wesentlich voneinander verschiedene Gruppen teilen muß. Bei den Sternhaufen muß man die „offenen“ wohl unterscheiden von den „kugelförmigen“. Bei den Nebeln unterscheidet man in der Hauptsache drei Gruppen: erstens die großen unregelmäßigen Nebel (z. B. Orionnebel), zweitens die planetarischen Nebel und drittens die Spiralnebel. Die

Gruppeneinteilung dieser Himmelsobjekte, die zunächst nur nach ihrem scheinbaren Aussehen erfolgt ist, ist auch für ihre kosmische Stellung wesentlich.

Zunächst haben wir folgende Objekte als sicher innerhalb des begrenzten Systems der einzelnen Sterne befindlich anzusprechen: die offenen Sternhaufen, die unregelmäßigen Nebel und die planetarischen Nebel. Sie alle sind zweifellos Glieder unseres engeren Sternsystems. Bei den offenen Sternhaufen liegt es auf der Hand, da sie ja aus einzelnen Sternen bestehen, welche sich nicht prinzipiell von den übrigen Sternen unseres Systems unterscheiden, und nur aus unbekannten Gründen räumlich enger zusammengeschlossene Gruppen bilden. Die Behauptung, daß die unregelmäßigen Nebel unserem System angehören, wird am stärksten dadurch gestützt, daß in einigen Fällen ein physischer Zusammenhang solcher Nebel mit einzelnen Sternen, die zweifellos innerhalb des Sternsystems stehen, anzunehmen ist (z. B. Plejadennebel, Orionnebel). Die planetarischen Nebel müssen wir als Glieder unseres engeren Systems ansprechen, weil die direkte Parallaxenmessung für einige von ihnen meßbar große Werte ergeben hat.

Die kugelförmigen Sternhaufen dagegen scheinen nach den neuesten Forschungen weit außerhalb des engeren galaktischen Sternsystems zu stehen. Diese Frage ist sehr eingehend von Shapley untersucht worden; seine bemerkenswerten Resultate über die Entfernung und räumliche Anordnung der kugelförmigen Sternhaufen, die schon in einem früheren Kapitel ausführlich gewürdigt sind, schieben die Grenzen unserer Erkenntnis des Weltalls in Entfernungen hinaus, die zehnmal so groß sind als die bisher erkannte Ausdehnung unseres engeren Sternsystems. Nach Shapley bilden die kugelförmigen Sternhaufen ein „größeres galaktisches System", in dem unser engeres galaktisches System wie eine kleine Insel eingebettet liegt. Die Dichte in dem größeren galaktischen System ist äußerst gering; die wenigen kugelförmigen Sternhaufen, die es gibt, sind in dem großen Raum in riesigen Abständen voneinander verstreut. Das System hat, ähnlich dem engeren Sternsystem, in großen Umrissen die Gestalt einer Linse, jedoch nicht so flach wie bei diesem; die Hauptebene dieses großen Systems fällt genau mit der Hauptebene unseres engeren Systems, nämlich mit der Milchstraßenebene, zusammen. Es ist dies eine auffallende, bemerkenswerte Tatsache, deren innerer Grund noch nicht aufgeklärt ist, die aber zweifellos auf eine dynamische Wechselwirkung zwischen dem größeren und dem kleineren galaktischen System hinweist. Der Durchmesser des Systems in der Hauptebene beträgt wenigstens 100 000 Sternweiten; senkrecht dazu scheinen die Grenzen unbestimmter zu sein, und man mag die Ausdehnung in dieser Richtung etwa halb so groß annehmen.

Wie liegt nun die Sonne und das uns umgebende engere galaktische System in dem großen System der kugelförmigen Sternhaufen? Wir be-

merkten schon, daß die Hauptebenen beider Systeme zusammenfallen; die uns am Himmel sichtbare Milchstraße bezeichnet also auch die Lage der Hauptebene des großen galaktischen Systems. Die Richtung, in der der Mittelpunkt des großen Systems von uns aus erscheint, muß demnach auf eine Stelle in der Milchstraße hinweisen, und diese Stelle wird dadurch leicht zu erkennen sein, daß dort besonders viele kugelförmige Sternhaufen zu finden sind. Bei der Besprechung der scheinbaren Verteilung der kugelförmigen Sternhaufen am Himmel sahen wir früher, daß eine außerordentlich starke Konzentration dieser Objekte nach dem Sternbilde des Sagittarius deutlich hervortritt, dort wo besonders helle Wolken der Milchstraße dem Beobachter des südlichen Himmels auffallen, und in dieser Richtung haben wir daher den Mittelpunkt des großen galaktischen Systems zu suchen. Die Entfernung von der Sonne nach diesem Zentrum des großen Systems gibt Shapley zu 20 000 Sternweiten an. Denken wir uns jetzt wieder, wir sähen von außen auf das große System der kugelförmigen Sternhaufen, so erscheint uns das engere galaktische System wie eine kleine Wolke darin zu schweben, zwar in der Hauptebene, aber nicht im Zentrum des großen Systems, sondern sehr weit nach außen, fast halbwegs von der Mitte zum seitlichen Rande verschoben.

Nachdem wir uns so eine Vorstellung von der äußeren Gestalt und der Ausdehnung des großen galaktischen Systems verschafft haben, müssen wir dieses Bild noch in einer Beziehung vervollständigen. Das System wird nämlich parallel zur Hauptebene von einer schmalen Schicht mitten durchschnitten, innerhalb welcher kein einziger Kugelhaufen vorkommt; tritt man nach oben oder unten aus dieser Zone heraus, so trifft man sogleich zahlreiche Sternhaufen dicht beieinander an. Die Breite dieser Schicht beträgt 3000 bis 4000 Sternweiten. Diese Erscheinung ist so auffallend, daß sie nicht zufällig sein kann, sondern einen kosmischen Grund haben muß.

Shapley ist der Ansicht, daß diese schmale Schicht in ihrer ganzen Ausdehnung durch das große galaktische System mit einzelnen Sternen angefüllt ist, und daß der Raum der einzelnen Sterne hierdurch begrenzt wird. Das große galaktische System der kugelförmigen Sternhaufen zeigt also nach Shapley folgende merkwürdige Eigentümlichkeit: Eine schmale Schicht ist mit einzelnen Sternen erfüllt, aber von kugelförmigen Sternhaufen ganz frei; oberhalb und unterhalb dieser Schicht finden sich dagegen zahlreiche kugelförmige Sternhaufen, aber keine einzelnen Sterne. Shapley versucht, diese auffallende Erscheinung durch die Vorstellung verständlich zu machen, daß ein kugelförmiger Sternhaufen, falls er bei seiner Bewegung durch den Raum zufällig von oben oder unten in diese schmale Schicht eindringt, durch eine dynamische Wirkung des Feldes der einzelnen Sterne zerstreut wird und in einzelne Sterne auseinanderfällt.

Die früheren Untersuchungen, wonach unser engeres Sternsystem auch in der Richtung der Milchstraßenebene eine weit geringere Ausdehnung hat

als das große galaktische System, sind mit der Anschauung Shapleys insofern vereinbar, als er eine außerordentlich geringe Sterndichte innerhalb der Schicht annimmt, viel geringer als die Sterndichte in unserer Umgebung. Unser engeres Sternsystem, mit seinen durch die stellarstatistischen Methoden ermittelten Grenzen, würde demnach innerhalb dieser Schicht eine lokale, nach dem Rande unbestimmt begrenzte Anhäufung von Sternen sein.

Die Frage, welche Stellung die Spiralnebel im Weltall einnehmen, kann zurzeit noch nicht mit Sicherheit beantwortet werden. Die meisten Astronomen scheinen zu der Ansicht zu neigen, daß die Spiralnebel riesenhafte Gebilde von der Größenordnung unseres engeren Sternsystems sind, die sich allerdings in einem anderen Entwicklungsstadium als unser Sternsystem befinden müßten. —

Im vorangehenden haben wir die Ansichten auseinandergesetzt, die sich mehrere Generationen tiefer Denker und scharfsinniger Beobachter über die Anordnung des sichtbaren Universums gebildet haben. Die Meinungen haben sich noch nicht zu einem vollständig geschlossenen Bilde abgerundet; man kann aber auch nicht sagen, daß sie sich widersprechen, und es ist in diesen schwierigsten und allgemeinsten Problemen der Astronomie doch schon ein gewisser Bestand fester Kenntnisse gesichert. Im großen und ganzen ist es gelungen, das sichtbare Universum in seinem Aufbau soweit zu erforschen, daß wir in ihm nicht mehr ein wirres Chaos sehen müssen, sondern daß wir in ihm ein gesetzmäßig geordnetes einheitliches Ganzes erkennen können, dem sich die einzelnen Glieder nach festen Gesetzen einfügen.

KAPITEL III.

Kosmogonie.

Der Gedanke, daß die Welt nicht von Anfang an ihre jetzige Gestaltung hatte, sondern daß es eine Zeit gab, wo sie entweder gar nicht oder als eine „formlose, nichtige" Masse existierte, war von jeher unter der Menschheit verbreitet. Das „Chaos" der Griechen — die rohen, gestaltlosen Stoffe, die keinem Gesetz unterworfen waren, aus denen die Schöpferkraft alle Dinge schuf — entspricht in ganz auffallender Weise den dunklen Nebeln, welche M. Wolf, Barnard und Hagen in so reicher Menge aufgefunden haben.

Wollen wir die Vorstellungen der Menschen vom Ursprunge der Welten nach den Daten und Theorien ordnen, welche ihnen zugrunde liegen, so können wir sie in drei Klassen einreihen. Die erste Klasse enthält die Ideen, die sich die Menschheit vor Entdeckung des Gesetzes der Schwere bildete, und welche deshalb, so richtig sie an sich gewesen sein mögen, der wissenschaftlichen Grundlage entbehren. Die zweite Klasse umfaßt die Ansichten,

die sich auf die Lehre der Gravitation stützen, aber ohne Kenntnis des Satzes von der Erhaltung der Energie, während die dritte auf diesem Prinzip fußt. Es braucht deswegen jedoch nicht angenommen zu werden, daß die Anschauungen der letztgenannten Klasse denen der anderen widerstreiten. Kant und Laplace gründeten ihre Nebularhypothesen bloß auf die Gravitationstheorie, da zu ihrer Zeit der Grundsatz von der Erhaltung der Energie ganz unbekannt war; sie waren deshalb unvollständig, aber nicht notwendigerweise irrig in ihren Grundlagen.

Eine Betrachtung der Ideen der Alten über den Ursprung der Welt gehört eher in das Gebiet der Philosophie als in das der Astronomie, da sie natürlich rein spekulativer Art waren. Die Vorstellung der Inder vom Gotte Brahma, der durch Jahrtausende in tiefem Sinnen brütend auf einem Lotosblatte sitzt und dann ein goldenes Ei von der Größe des Universums zutage fördert, aus welchem sich das letztere allmählich heraus entwickelt, weist nicht eine Spur selbst von rohester Beobachtung auf, sondern ist lediglich ein Ausfluß der phantastischen Neigungen der Hindus. Die jüdische Kosmogonie ist der Ausdruck der monotheistischen Ansichten dieses Volkes und der Identität seines Gottes mit dem Schöpfer des Himmels und der Erde. Hipparch und Ptolemäus dagegen bewiesen die wissenschaftliche Richtung ihres Geistes dadurch, daß sie sich darauf beschränkten, das Universum zu untersuchen, wie es ist, ohne Versuche zu machen, seinen Ursprung zu ergründen.

Wie die eben erwähnten Anschauungen des Altertums, die dem religiösen Empfinden der Menschen entsprungen und angepaßt sind, der wissenschaftlichen Grundlage entbehren und als rein philosophische Systeme anzusprechen sind, so ist auch in späteren Zeiten eine große Anzahl kosmogonischer Hypothesen nur auf Grund rein philosophischer Spekulationen aufgestellt worden. Diese Hypothesen brauchen, wenn sie auch nicht wissenschaftlich begründet sind, doch deshalb nicht in ihren Resultaten sämtlich irrig zu sein. So finden sich auch in den kosmogonischen Hypothesen eines Swedenborg, Descartes, Leibniz, Whiston, Buffon, Franklin u. a. hier und da wohl Bemerkungen und Ideen, welche ein Körnchen Wahrheit enthalten und darum Beachtung verdienen mögen; aber im großen und ganzen sind die Hypothesen auch dieser Männer nur als phantasiereiche Spekulationen zu betrachten. Auch ein großer Teil dessen, was jetzt über dieses Thema geschrieben wird, muß zu dieser Klasse gerechnet werden. Alle Hypothesen dieser Art wollen wir übergehen und nur die Ansichten derer betrachten, die wirklich dazu beigetragen haben, die Gesetze der Entwicklung der Welt in wissenschaftlicher Weise zu erforschen.

Die kosmogonischen Theorien, die auf wissenschaftlicher Grundlage eine einheitliche Darstellung der Entwicklung unserer Welt von der Vergangenheit über die Gegenwart zur Zukunft geben wollen, müssen sich auf die fest fun-

dierten Beobachtungen über den gegenwärtigen Zustand und auf die jetzt stattfindenden fortlaufenden Veränderungen unseres Weltsystems gründen. Nur wenn man hiervon ausgeht, wird man, unter Zuhilfenahme allgemeiner physikalischer Gesetze, gewissermaßen vorwärts und rückwärts extrapolierend, Schlüsse darüber ziehen können, wie der Zustand unseres Weltsystems in früher Vergangenheit gewesen sein mag, und wie er in später Zukunft sein wird. Bevor wir daher die kosmogonischen Theorien einzeln besprechen, wird es gut sein, näher darauf einzugehen, weshalb wir annehmen müssen, daß auch in der Gegenwart eine fortschreitende Veränderung und Entwicklung der Himmelskörper stattfindet.

1. Die Ausstrahlung von Wärme.

Während des kurzen Zeitraumes, innerhalb dessen genaue Beobachtungen existieren, konnte, abgesehen von der Ortsveränderung, keine wirkliche und dauernde Veränderung in unserem System festgestellt werden. Erde, Sonne und Planeten zeigen dieselbe Größe und dasselbe Aussehen jetzt wie früher; nicht der geringste dauernde Unterschied kann in dem Wärmebetrag entdeckt werden, welchen die Erde von der Sonne empfängt. Und doch haben wir allen Grund, anzunehmen, daß diese Dinge sich alle verändern, und daß eine Zeit kommen wird, wo Gestalt und Zustand des Universums ganz anders sind als gegenwärtig. Wie man eine Veränderung wahrscheinlich machen kann, wo eine solche unmittelbar nicht wahrzunehmen ist, mag ein einfaches Beispiel erläutern.

Denken wir uns, ein Mensch komme in ein scheinbar verlassenes Gebäude und sehe ein gehendes Uhrwerk. Wenn er keinen Begriff von Mechanik hat, wird er nicht einsehen, warum es nicht durch unendliche Zeiträume hindurch in Gang gewesen sein sollte, und warum das Pendel nicht fortschwingen und die Zeiger ihren Umlauf fortsetzen sollten, so lange das Werk bestehen wird. Er sieht eine kontinuierliche Kette von Bewegungen und kann nicht begreifen, warum sie nicht gewesen sein sollten, seit die Uhr aufgestellt ist, und fortdauern, bis sie zugrunde geht. Aber lassen wir ihn sich in den Gesetzen der Mechanik unterrichten und die Kräfte erforschen, welche die Zeiger und das Pendel in Bewegung erhalten. Er wird dann erkennen, daß diese Bewegung dem Pendel durch eine Anzahl von Rädern mitgeteilt wird, deren jedes sich vielmal langsamer als das andere dreht, und daß das erste Rad durch ein Gewicht getrieben wird. Er wird an dem auf das Pendel unmittelbar wirkenden Rade und vielleicht an dem nächstfolgenden eine langsame Bewegung wahrnehmen, während er in der kurzen Zeit seiner Untersuchung keine Bewegung bei den anderen gewahrt. Sieht er jedoch, wie die Räder ineinander greifen, so weiß er, daß sie sich alle bewegen müssen, und verfolgt er die Bewegung bis zum ersten Rade zurück, so begreift er, daß es

obschon anscheinend in Ruhe, durch ein allmähliches Sinken des Gewichtes in Bewegung gebracht werden muß. Er kann dann mit Gewißheit sagen: „Ich sehe nicht, daß das Gewicht sich bewegt, aber ich weiß, es muß allmählich zu Boden sinken, da ich ein System sich bewegender Maschinenteile vor mir habe, deren Tätigkeit notwendig ein langsames Sinken des Gewichtes bedingt. Wenn ich die Zahl der Zähne eines jeden Rades kenne, weiß ich, um wieviel das Gewicht jeden Tag fallen muß, und kann berechnen, wann es abgelaufen sein wird. Dann muß das Uhrwerk still stehen, da es das Sinken des Gewichtes ist, welches das Pendel in Bewegung erhält. Ebenso kann ich zurückberechnen, wann es am Anfange seines Weges stand. Ich weiß also, daß das Gewicht von oben nach unten einen gewissen Weg macht, daß irgendeine Kraft es aufgezogen und das Werk dadurch in Gang gesetzt hat, und daß, wenn nicht dieselbe Kraft wieder eintritt, das Gewicht in einer bestimmten Anzahl von Tagen den Boden erreichen und die Uhr dann stehen bleiben muß."

Die diesem Beispiel entsprechende fortschreitende Veränderung im Sonnen- und Sternsystem besteht in einer beständigen Umwandlung von Bewegungen in Wärme und in einem beständigen Verlust dieser Wärme durch Ausstrahlung in den Weltraum. Wie Lord Kelvin es ausdrückte, geht in der Natur eine beständige „Zerstreuung der Energie" vor sich. Wir wissen alle, daß die Sonne Wärme in den Raum ausstrahlt, und daß ein äußerst geringer Teil davon die Erde trifft und Leben und Bewegung auf ihr hervorruft. Der Teil der Sonnenwärme, welchen die Erde empfängt, steht, da die Sonne nach allen Richtungen hin gleichmäßig ausstrahlt, zur ganzen ausgestrahlten Wärmemenge offenbar in demselben Verhältnis, wie die scheinbare Oberfläche der Erde, von der Sonne gesehen, zu der ganzen Himmelsoberfläche, und dieses Verhältnis beträgt ungefähr 1 zu 2 200 000 000.

Es ist die Ansicht ausgesprochen worden, daß möglicherweise die Ausstrahlung von Wärme in den freien Raum nicht nach allen Richtungen gleichmäßig erfolgt, sondern daß Wärme nur nach den Richtungen ausstrahlt, in welcher sich materielle Körper befinden. Die Sonne würde hiernach nur in den Richtungen nach der Erde und den übrigen Himmelskörpern Wärme abgeben, während in den leeren Raum hinaus entweder überhaupt keine Wärme oder wenigstens nur in viel geringerer Intensität ausgestrahlt würde. Wärmestrahlung würde also nach dieser Anschauung nur eine Wechselwirkung zwischen zwei materiellen Körpern sein, während eine Strahlung als Wechselwirkung zwischen einem materiellen Körper einerseits und dem leeren Raum andererseits nicht bestehen könnte. Da die Winkel, unter welchen man von der Sonne aus Himmelskörper sieht, im Verhältnis zum gesamten Himmelsgewölbe verschwindend klein sind, würde die nach dieser Theorie von der Sonne abgegebene Wärme sehr viel kleiner sein, als wenn

die Ausstrahlung auch in den leeren Raum hinaus mit gleicher Intensität stattfände. Diese Ansicht entbehrt jedoch ganz der physikalischen Grundlage und kann nur als eine unbegründete Hypothese bezeichnet werden. Nach unseren jetzigen Anschauungen erscheint sie haltlos. Eine endgültige Widerlegung wird jedoch erst möglich sein, wenn es gelungen sein wird, das Wesen und die Natur der Licht- und Wärmestrahlung ganz zu verstehen.

Lange Zeit war es unbekannt, daß die Ausstrahlung von Wärme die Verzehrung oder Ausgabe eines gewissen Etwas, dessen Vorrat beschränkt ist, mit sich bringt, und man glaubte nicht anders, als daß sie ohne Nachlassen der Kraft seitens der Sonne und der Sterne immer fortdauere. Jetzt weiß man aber, daß Wärme nur eine Form der Bewegung kleinster Teilchen ist, die dabei eine Arbeit leisten, und daß sie, wie jede Arbeitsleistung, nur auf Kosten oder durch Ausgabe von Energie erzeugt und erhalten werden kann, und man weiß ebenso, daß der im sichtbaren Universum vorhandene Energievorrat endlich und beschränkt ist. Einer der bestbegründeten Sätze der neueren Naturwissenschaft ist der, daß Energie ebensowenig wie Materie aus dem Nichts entstehen kann; es ist dies der Satz von der Erhaltung der Energie, der sich in allen Zweigen der physikalischen Forschung stets bestätigt gefunden hat. Die Ausstrahlung der Sonne kann demnach nicht immer so fortgehen, oder aber die durch die Erzeugung von Wärme verbrauchte Energie der Sonne müßte ihr in irgendeiner Form wieder ersetzt werden.

Was mag nun das Schicksal der von der Sonne abgegebenen und in den Weltraum ausgestrahlten Energie sein? Wir können darüber folgende Hypothesen aufstellen:

1. Sie kann ganz und gar vernichtet werden, wie man dies früher vielfach angenommen hat.

2. Sie kann ihren Weg weiter durch den Raum und für ewig fortsetzen.

3. Sie kann auf einem Wege, der sich unserer Vorstellung entzieht, an die Quellen, aus denen sie entsprang, zurückgeführt werden.

4. Sie kann sich auf eine uns unbekannte Weise zu Materie konzentrieren und neue Himmelskörper bilden.

Die erste dieser Hypothesen kann in der Gegenwart nur als gänzlich unwissenschaftlich gelten. Für uns ist die Lehre, daß die Energie nicht vernichtet werden kann, gleichbedeutend mit der, daß sie nicht erschaffen werden kann. Gleichzeitig mag freilich hervorgehoben werden, daß alle Lehren hinsichtlich der Unerschaffbarkeit und Unzerstörbarkeit von Materie und Energie nicht anders als durch Herleitung aus Versuchen begründet werden können, und daß die absolute Wahrheit einer Doktrin wie diese auf induktivem Wege nicht zu beweisen ist. Besonders mag dies in bezug auf die Energie gelten. Die genauesten Messungen derselben, die wir machen

können, zeigen, daß sie weder durch Übertragung noch durch Umwandlung eine merkliche Abnahme erleidet. Dies allein beweist aber nicht, daß sie auf einem Wege, der Hunderttausende oder Millionen von Jahren in Anspruch nehmen kann, keinem Verlust unterworfen ist.

Man kann, obschon der Satz von der Unzerstörbarkeit der Energie allgemein als physikalisches Prinzip gilt, doch nicht behaupten, die induktive, von der Beobachtung oder dem Experiment ausgehende Methode habe seine absolute Richtigkeit festgestellt, und in einem Falle wie in diesem, wo wir etwas sehen, das der Erklärung unzugänglich ist, muß unter den möglichen Alternativen das Fehlschlagen auch der weitestgehenden und scheinbar sichersten Induktion in Betracht gezogen werden.

Die zweite Hypothese, daß die von der Sonne und den Sternen ausgestrahlte Wärme ihren Weg durch den Raum geradlinig und ewig fortsetzt, ist diejenige, welche am meisten mit unseren wissenschaftlichen Vorstellungen übereinstimmt. Wir erhalten tatsächlich Wärme von den entferntesten durch das Teleskop sichtbaren Sternen, und diese Wärme war, soweit wir wissen, Tausende von Jahren unterwegs, ohne in Verlust geraten zu sein. Von diesem Gesichtspunkte aus setzt jede von der Sonne oder der Erde je ausgegangene Strahlung ihren Weg durch den Raum noch jetzt fort, ohne andere Verringerung als die, welche aus der Ausbreitung auf eine größere Fläche entspringt, vorausgesetzt, daß keine die Wärme absorbierende Materie vorhanden ist. Ist diese zweite Hypothese richtig, dann ist die von der Sonne und den Sternen ausgestrahlte Wärme für sie auf immer verloren. Es gibt keinen bekannten Weg, auf welchem die so entsendete Wärme zur Sonne wieder zurückgelangen könnte.

Die dritte Hypothese war ursprünglich, wie die erste, nur aus der notwendigen Unvollkommenheit unseres Wissens heraus hervorgegangen; später wurde sie mathematisch begründet und durchgebildet, und in letzter Zeit ist sie, besonders durch die Entwicklung der allgemeinen Relativitätstheorie, wieder in den Vordergrund des Interesses getreten. Sie führt auf die Vorstellung, daß „der Raum eine Krümmung habe", d. h. daß das, was uns als gerade Linie erscheint, schließlich in sich selbst zurückkehrt.

Diese Vorstellung eines gekrümmten Raumes gehört zu jener „transzendentalen" Geometrie, die sich über die Raumvorstellungen erhebt, welche aus der Erfahrung in begrenzten, relativ kleinen Raumteilen abgeleitet sind, und untersucht, welche Beziehungen zwischen Teilen des Raumes, nach ihrem weitesten Umfange betrachtet, möglich sein können. Man gibt jetzt zu, daß die vorausgesetzte apriorische Notwendigkeit der Axiome der Geometrie eine wirklich logische Begründung nicht hat, und daß die Frage nach den Grenzen, innerhalb deren sie wahr sind, durch die Erfahrung beantwortet werden müsse. Speziell gilt dies für das Parallelen-Theorem, da kein genügender Beweis dafür möglich ist, daß zwei parallele gerade Linien

sich entweder niemals treffen oder niemals divergieren. Verschiedene geometrische Systeme, die man unter dem Namen der Nicht-Euklidischen Geometrie zusammenfaßt, sind ersonnen worden, welche jene Grenzen, die unseren fundamentalen geometrischen Vorstellungen auferlegt scheinen, erweitern oder verwerfen, ohne jedoch etwas einzuführen, was ihnen positiv widerspricht.

Das berühmteste dieser Systeme ist das von Riemann, welcher zeigte, daß wir zwar gezwungen sind, den Raum als unbegrenzt aufzufassen, da kein Ort möglich oder denkbar ist, der nicht den Raum auf allen Seiten hätte, daß aber keine Notwendigkeit vorliegt, ihn als unendlich zu betrachten. Er kann in sich selbst zurückkehren, etwa in der Weise, wie die Oberfläche einer Kugel, welche, obschon ohne Abgrenzung, doch nur eine endliche und bestimmte Anzahl von Flächeneinheiten (Quadratmeter o. a.) enthält, und auf der man, in gerader Linie aufs Unbestimmte vorwärts schreitend, schließlich zum Ausgangspunkte zurückkommen wird. Lichtstrahlen also, die von einem Punkte divergierend auseinander gehen, würden sich zunächst immer weiter voneinander entfernen, aber nur bis zu einem Maximum, das von dem Krümmungsmaß des Raumes abhängt; nach Überschreitung dieses Maximums würden die Lichtstrahlen sich wieder einander nähern und sich schließlich wieder in einem Punkte vereinigen, den man als Bild des Punktes, von dem die Strahlen ausgingen, bezeichnen könnte. Die von einem Körper, z. B. der Sonne, nach allen Seiten in den Weltenraum ausgestrahlte Energie würde also nicht in der Unendlichkeit verloren gehen, sondern sie würde sich in dem Bildpunkte wieder vereinigen. Diese Vorstellung eines gekrümmten Raumes ist in letzter Zeit durch die allgemeine Relativitätstheorie neu belebt worden, welche für eine mit Materie erfüllte Welt unbedingt eine Krümmung des Raumes fordert, und welche sogar eine einfache, zahlenmäßig berechenbare Beziehung zwischen der Raumkrümmung und der mittleren Dichte der den Raum erfüllenden Materie liefert.

Obgleich diese Deutung des endlichen Raumes über unser Begreifen und Vorstellen hinausgeht, widerspricht sie ihm doch nicht; das aber, was uns die Erfahrung hierüber sagen kann, beschränkt sich darauf, daß das ganze wahrnehmbare Universum nur ein sehr geringer Bruchteil des ganzen, aber endlichen Raumes sein mag.

Die an vierter Stelle genannte Hypothese, daß die ausgestrahlte Energie sich wieder zu Materie konzentrieren könne, ist eine reine Spekulation, die zurzeit noch der physikalischen Begründung entbehrt. Doch die Möglichkeit eines solchen Vorganges dürfte sich nicht ohne weiteres von der Hand weisen lassen. Wir wissen, daß die Materie aus einzelnen Atomen besteht, und daß jedes Atom einen gewissen Energiegehalt hat. Wir kennen ferner Umwandlungen, durch welche sich ein Atom unter Energieabgabe in ein anderes Atom mit geringerem Energiegehalt verwandelt. Man könnte sich solche Umwandlungsprozesse so weit fortgesetzt denken, daß das Atom voll-

ständig aufgelöst wird und alle in ihm enthaltene Energie frei wird. Wenn man nun der Phantasie noch weiter freies Spiel läßt, könnte man auch an die Umkehrung eines solchen Auflösungsprozesses denken, also an die Rückbildung von Materie aus frei im Weltenraum strahlender Energie. Diese Anschauung ist aber vorläufig ein Phantasiegebilde, über welches erst ein Urteil gefällt werden kann, wenn unsere Erkenntnis über den Aufbau der Materie weiter fortgeschritten sein wird.

2. Die Quellen der Sonnenwärme.

Genaue Messungen der Wärmemenge, welche die Sonne uns fortlaufend zustrahlt, können erst seit wenigen Jahrzehnten ausgeführt werden. Dieser Zeitraum ist zu kurz, als daß man versuchen könnte, aus diesen Messungen abzuleiten, ob die von der Sonne ausgestrahlte Wärmemenge zeitlich konstant ist, oder ob sie mit der Zeit zu- oder abnimmt. Aber aus anderen Gründen müssen wir die Tatsache als feststehend anerkennen, daß die von der Sonne der Erde zugestrahlte Wärmemenge für lange Zeiten unveränderlich geblieben und schon in früher Vergangenheit ungefähr ebenso groß wie jetzt gewesen ist. Vor allen Dingen sind es geologische Forschungen, die aus dem Schichtenaufbau der obersten Erdkruste zu der Annahme zwingen, daß die Sonne für Millionen von Jahren in fast unverminderter Kraft auf die Erdoberfläche gestrahlt haben muß. Der Wärmevorrat der Sonne ist demnach scheinbar unerschöpflich. Eine der schwierigsten Fragen der kosmischen Naturlehre, eine Frage, deren Schwierigkeit man vor der Entdeckung des Gesetzes von der Erhaltung der Energie nicht kannte, ist die, wie dieser enorme Vorrat von Wärme erhalten werde. So sind bisher auch alle Versuche, eine endgültige Antwort auf die Frage nach den Quellen der Sonnenwärme zu geben, erfolglos geblieben. Zwar sind zweifellos die einzelnen Theorien, die hierüber aufgestellt worden sind, wenigstens zum Teil an sich richtig, aber sie vermögen nur einen Bruchteil der von der Sonne abgegebenen Wärmemenge zu erklären. Die endgültige Lösung dieses Problems steht noch aus. Wir wollen jetzt die Betrachtungen, die darüber angestellt sind, im einzelnen besprechen.

Einfache Abkühlung. Wenn wir einen Körper stark erhitzen und dann frei sich selbst überlassen, so strahlt er die ihm mitgeteilte Wärme allmählich nach allen Richtungen wieder aus. Kann vielleicht einfach auf diese Weise erklärt werden, daß die Sonne dauernd Wärme in den Weltenraum hinausstrahlt? Wenn ein heißer Körper eine bestimmte Wärmemenge ausstrahlt, so läßt sich berechnen, um wieviel seine Temperatur infolge der Wärmeabgabe sinken muß. Da wir die dauernd von der Sonne abgegebene Wärmemenge kennen, läßt sich ausrechnen, um wieviel die Temperatur der Sonne infolge der Ausstrahlung jährlich sinken müßte. Wir finden etwa

2° C., wenn die spezifische Wärme der Sonne gleich der des Wassers, und 4° bis 8° C., wenn sie gleich derjenigen der meisten Stoffe, die unsere Erde bilden, ist. Eine so starke Temperaturabnahme findet aber unmöglich statt. Die Sonne würde sich wenige Jahrtausende nach ihrer Entstehung völlig abgekühlt und aufgehört haben, Wärme auszustrahlen. Einfache Abkühlung des Sonnenkörpers kann also die dauernde Wärmeabgabe nicht hinreichend erklären, und wir müssen uns nach anderen Quellen der Sonnenenergie umsehen.

Verbrennung. Es ist natürlich, wenn es sich um Erzeugung von Wärme handelt, an Verbrennung zu denken. Aber auch hier führt eine kurze Überlegung zu der Erkenntnis, daß es unmöglich ist, anzunehmen, die Temperatur der Sonne werde, wie diejenige irdischer Feuer, durch die Verbrennung oder chemische Verbindung auf ihr befindlicher Stoffe erhalten. Nimmt man an, die Sonne bestände in ihrer ganzen Masse aus bester Kohle und aus Sauerstoff in dem Verhältnis, daß eine vollständige Verbrennung stattfinden könnte, so läßt sich berechnen, daß die Verbrennung des ganzen Sonnenkörpers nur so viel Wärme liefert, als von der Sonne gegenwärtig in etwa 2000 Jahren ausgestrahlt wird. Also auch ein auf der Sonne angenommener Verbrennungsprozeß führt zu viel zu kleinen Wärmemengen, als daß er als Quelle der Sonnenenergie in Frage käme.

Meteor-Theorie. Auf Grund des Satzes von der Äquivalenz von Wärme und Arbeit hat man die Existenz einer anderen Wärmequelle vermutet. Fiele nämlich aus bedeutender Höhe ein Körper auf die Sonne, so würde sich der ganze, durch seine Masse und Geschwindigkeit repräsentierte Energievorrat in Wärme verwandeln, und die so erzeugte Hitze müßte viel größer sein, als die aus der bloßen Verbrennung jenes fallenden Körpers entstehende. Ein schon früher erwähntes Beispiel dieser Art liefern die Sternschnuppen und die Aerolithe bei ihrem Durchgange durch unsere Atmosphäre. Nun ist die Geschwindigkeit, mit welcher aus weiter Entfernung kommende Körper auf die Sonne fallen, entsprechend der außerordentlich viel größeren Masse der letzteren, ganz bedeutend größer als die irdische Fallgeschwindigkeit; sie beträgt mehr als 560 Kilometer in der Sekunde. Robert Mayer, der diese Theorie aufgestellt hat, nahm an, daß von den Milliarden in unserem Sonnensystem enthaltenen winzigen Körpern fortwährend Tausende auf die Sonne stürzen und in ihrem Sturze eine ausgiebige Quelle für die Sonnenwärme liefern.

Indessen würde auch diese Quelle nicht hinreichen, die in Form von Wärme von der Sonne fortdauernd abgegebene Energie zu ersetzen. Man hat nämlich berechnet, daß im Laufe eines Jahrhunderts mindestens eine unserer Erde gleiche Masse in die Sonne fallen müßte, um ihre Wärme zu erhalten. Diese Quantität meteorischen Stoffes übersteigt aber so weit jede Wahrscheinlichkeit, daß man die Ergänzung der Sonnenwärme nicht auf

solche Weise erklären kann. Nur ein kleiner Bruchteil von den Meteoren, die den Raum durchfliegen oder um die Sonne laufen, kann auf sie fallen. Um dieses Gestirn zu erreichen, müßten sie aus dem Raume gerade auf es zu schießen oder infolge einer durch die Planetenattraktion bewirkten Störung ihrer Bahnen hineingeworfen werden. Wären die Meteore so häufig, als es diese Hypothese erfordert, so würde auch die Erde von ihnen überschüttet werden, und zwar derart, daß ihre ganze Oberfläche durch die in Wärme umgesetzte lebendige Kraft erhitzt und alles Leben vollständig zerstört würde. Die Sonne mag also wohl zu einem längst vergangenen Zeitpunkte einen großen Betrag von Wärme in dieser Weise bekommen haben und mag einen Teil auch jetzt noch so erhalten; aber es ist unmöglich, daß ihr Wärmeverlust fortwährend auf diesem Wege ersetzt wird.

Die Kontraktionstheorie. Man hat lange Zeit hindurch geglaubt, die Lösung der Frage nach der Erhaltung der Sonnenwärme in folgender Überlegung gefunden zu haben: Da der Sonnenkörper im Abkühlen begriffen ist, muß er sich zusammenziehen und zugleich dichter werden; durch solche Zusammenziehung wird Wärme erzeugt, und es ist interessant zu untersuchen, ob hierdurch der ganze Wärmeverlust ersetzt werden kann. Diese Theorie läßt eine genaue mathematische Untersuchung zu und ist besonders deshalb so bestechend, weil sie, mit allen bekannten physikalischen Gesetzen über das Verhalten der Materie im Einklang stehend, sich von sicherer Grundlage aus rein rechnerisch aufbauen läßt. Neben den früher besprochenen, vollständig unzureichenden Betrachtungen über die Quellen der Sonnenwärme ist diese Theorie die erste, die ernstlich in Betracht gezogen werden muß.

Die Kontraktionstheorie ist zuerst von Helmholtz im Jahre 1854 aufgestellt worden. Sie gründet sich auf die Energieumsätze, welche in Gasmassen, die inneren Gravitationskräften unterworfen sind und nach außen Wärme ausstrahlen, stattfinden. Wegen der enorm hohen Temperatur im Innern der Sonne kann die Materie der Sonne als gasförmig behandelt werden. Die Theorie über den Aufbau solcher Gaskugeln und über die Energieumsätze in ihnen ist später durch Lane (von 1869 an), durch Ritter (von 1878 an) und durch Lord Kelvin (1887) weiter ausgebaut worden. Eine ausführliche, erschöpfende Behandlung des Problems solcher Gaskugeln wurde 1907 von Emden gegeben.

Um verstehen zu können, daß durch Kontraktion eines Himmelskörpers Wärme erzeugt wird, müssen wir etwas weiter ausholen. Den gesamten Energieinhalt eines Körpers teilt man in zwei Teile, in seine kinetische Energie und in seine potentielle Energie. Als kinetische Energie bezeichnet man den Teil der Energie, der durch die Bewegung der einzelnen Massenteilchen bedingt ist (lebendige Kraft). Auch den Wärmeinhalt eines Gases kann man als kinetische Energie bezeichnen. Nach der kinetischen Gastheorie nimmt man an, daß die einzelnen Moleküle eines Gases mit großer

Geschwindigkeit nach allen Richtungen durcheinander schwirren. Die mittlere Geschwindigkeit der Moleküle ist ein Maß der Temperatur des Gases; ist die Geschwindigkeit groß, so ist die Temperatur hoch, ist sie klein, so ist die Temperatur niedrig. Der Wärmeverlust eines Körpers ist also eine Abnahme der Bewegung seiner Moleküle und kann demnach als Verlust kinetischer Energie aufgefaßt werden. Unter potentieller Energie eines Körpers versteht man die durch die relative Lage der einzelnen Massenteilchen des Körpers gegeneinander bedingte Energie. Infolge der Gravitation ziehen die einzelnen Massenteilchen einander an; sind zwei Teilchen nahe beieinander, so ziehen sie sich stark an, sind sie weiter voneinander entfernt, so ziehen sie sich weniger stark an, und der Unterschied der Anziehung in verschiedenen Entfernungen bedeutet einen Unterschied im Energieinhalt des aus den Massenteilchen bestehenden Systems. Dieser Teil der Energie wird daher die Energie der Lage oder potentielle Energie genannt. Diese ist klein bei geringem Abstand und groß bei großem Abstand der sich anziehenden Massenteilchen.

Der Satz von der Erhaltung der Energie besagt, daß die Gesamtenergie eines Systems, d. h. die Summe aus kinetischer und potentieller Energie, konstant bleiben muß, wenn das System keine Energie nach außen abgibt oder von außen empfängt. Ein Beispiel für diesen Energiesatz haben wir schon früher in der Keplerschen elliptischen Bewegung der Planeten und Kometen um die Sonne kennen gelernt. Man denke sich eine Bahn von sehr großer Exzentrizität, also eine sehr lang gestreckte Ellipse. Im Perihel ist der Planet der Sonne nahe, seine potentielle Energie ist gering; dagegen ist aber seine Bahngeschwindigkeit, also seine kinetische Energie, groß. Umgekehrt im Aphel: hier ist der Abstand des Planeten von der Sonne groß; dementsprechend muß die kinetische Energie, also die Bahngeschwindigkeit des Planeten, gering sein, was ja auch tatsächlich der Fall ist. So wie hier in dem Fall der Keplerschen Bewegung für das aus zwei Körpern bestehende System der Satz von der Erhaltung der Energie erfüllt ist, muß er auch für ein aus beliebig vielen Massenteilchen bestehendes System erfüllt sein. Einen ausgedehnten Gasball können wir als ein solches System auffassen. Wenn ein solcher Gasball sich zusammenzieht, werden die Abstände der einzelnen Moleküle voneinander geringer, die potentielle Energie wird kleiner; es muß also die kinetische Energie der einzelnen Moleküle größer werden, was nichts anderes bedeutet, als daß die Temperatur des Gases steigen muß. Durch Kontraktion wird also Wärme erzeugt.

Die genaue rechnerische Durchführung dieser Theorie bietet nicht geringe Schwierigkeiten. Die Grundlage bilden die beiden physikalischen Grundgesetze: erstens das Gravitationsgesetz und zweitens das Gasgesetz der idealen Gase. Das Gravitationsgesetz kommt darin zur Wirkung, daß die einzelnen Massenteilchen der Kugel sich gegenseitig anziehen; seine Anwendung ist vollständig einwandfrei und bietet keine Schwierigkeiten.

Als Folge des Gravitationsgesetzes ist leicht verständlich, daß eine aus Gasmassen bestehende Kugel, welche Wärme ausstrahlt, sich auch notwendig kontrahieren muß. Denn wenn eine Schicht der Kugel Wärme ausstrahlt, kühlt sie sich zunächst ein wenig ab; dadurch wird aber auch ihre Expansionskraft oder ihr Druck geringer. Während vorher der Druck gerade imstande war, der Gravitationskraft, welche alle Teilchen nach der Mitte zusammenzuziehen strebt, das Gleichgewicht zu halten und zu verhindern, daß eine Kontraktion stattfindet, hat jetzt die Gravitationskraft ein Übergewicht über die verminderte Expansionskraft und vermag eine Kontraktion herbeizuführen. Aus dem Gravitationsgesetze folgt also ohne weiteres, daß Gasmassen bei Ausstrahlung von Wärme sich kontrahieren müssen. Das zweite physikalische Gesetz, das zur Durchführung der Kontraktionstheorie nötig ist, ist das Gasgesetz der idealen Gase. Es besagt, daß für ein Gas das Verhältnis des inneren Druckes zu der Dichte proportional der absoluten Temperatur ist. Streng gilt es nur für Gase in sehr großer Verdünnung, für ideale Gase; bei großer Dichte sind Korrektionsglieder erforderlich. Die Anwendung dieses Gesetzes auf die Theorie des Aufbaues und der Kontraktion von Gasmassen bietet jedoch beträchtliche Schwierigkeiten. Zunächst ist es fraglich, ob für Zustände, wie sie im Innern der Sonne herrschen, dies Gasgesetz noch gilt. Ja es ist sicher, daß unter irdischen Verhältnissen für Materie von der Dichte unserer Sonne das Gesetz ohne Korrektionsglieder nicht mehr brauchbar ist. Nun hat man zwar in der Van der Waalsschen Zustandsgleichung eine Beziehung zwischen Druck, Dichte und Temperatur, die, dem Gasgesetz für ideale Gase entsprechend, auch für Körper bei großen Dichten gilt; aber die Verwendung dieser Zustandsgleichung an Stelle des Gasgesetzes der idealen Gase ist bedenklich, weil man nicht sicher ist, ob seine nur für irdische Verhältnisse erwiesene Gültigkeit auf Verhältnisse, wie sie auf der Sonne herrschen, übertragen werden darf. So ist es zweifelhaft, ob man einen Vorteil gewinnt, wenn man diese komplizierte Zustandsgleichung an Stelle des einfachen Gasgesetzes verwendet, und die meisten Autoren haben daher auch bisher davon abgesehen; eine erste brauchbare Näherung wird das einfache Gasgesetz doch stets liefern. Eine andere Schwierigkeit bei der Anwendung des Gasgesetzes liegt darin, daß man die Natur der Stoffe, auf die es angewendet werden soll, wenigstens so weit kennen muß, daß man das Molekulargewicht angeben kann. Unter Molekulargewicht eines Stoffes versteht man das auf das Wasserstoffatom als Einheit bezogene Gewicht der kleinsten Grundteilchen (Moleküle), aus denen man sich den Stoff zusammengesetzt denkt; das Molekulargewicht der uns auf der Erde zugänglichen Stoffe ist durch physikalische Methoden bestimmbar. Da wir aber das durchschnittliche Molekulargewicht der Stoffe, aus denen die Sonne besteht, nicht kennen, müssen Werte in die Rechnungen eingeführt werden, die auf mehr oder weniger unsicheren Annahmen beruhen.

Wie der Vorgang der Kontraktion einer Gaskugel sich abspielt, und welche Veränderungen von Druck, Dichte und Temperatur auftreten, ist im wesentlichen schon früher von Ritter beschrieben, aber erschöpfend erst von Emden dargelegt worden. Zunächst war es wichtig, daß Emden zeigte, daß die Kontraktion gleichförmig erfolgen müsse. Betrachten wir die längs eines Radius der Kugel liegenden Massenteilchen: verkürzt sich der Radius durch Kontraktion, so muß man sich vorstellen, daß die einzelnen Massenteilchen, jedes an seiner Stelle, am Radius haften bleiben, daß also kein Wandern der Massenteilchen längs des Radius stattfindet. Eine derartige Kontraktion bezeichnet man als gleichförmig. Wie sich nun Druck, Dichte und Temperatur eines jeden Massenteilchens bei einer gleichförmigen Kontraktion verändern müssen, ist leicht einzusehen. Nehmen wir an, eine Gaskugel ziehe sich auf die Hälfte ihres anfänglichen Durchmessers zusammen. Die Entfernung jedes Teilchens vom Mittelpunkt geht dann auf die Hälfte zurück, also wird das Gewicht jedes Teilchens auf das Vierfache steigen, weil nach dem Gravitationsgesetze die Anziehung mit abnehmender Entfernung quadratisch wächst. Betrachten wir jetzt eine dünne Kugelschale, so hat sich bei der Kontraktion das Gewicht der darüber liegenden Massen auf das Vierfache vergrößert, die Oberfläche hat sich aber auf den vierten Teil verkleinert; da innerhalb der Kugel auch jetzt überall Gleichgewicht bestehen soll, muß demnach das auf die Flächeneinheit wirkende Gewicht, der Druck, sechzehnmal größer geworden sein. Andererseits steigt bei gleichbleibender Masse die Dichte auf den achtfachen Betrag, wenn der Radius einer Kugel sich auf die Hälfte zusammenzieht. Wenden wir jetzt das Gasgesetz an, nach welchem das Verhältnis von Druck zu Dichte stets der Temperatur proportional ist, so folgt, daß die Temperatur jedes Teilchens auf das Doppelte gestiegen sein muß. Die Temperatur einer sich zusammenziehenden Kugel steigert sich also in demselben Verhältnis, als sich der Radius verkleinert. Diese Temperatursteigerung bedeutet den Energiegewinn durch die Kontraktion.

Ob nun bei einer Wärme ausstrahlenden Kugel der Energiegewinn durch Kontraktion ganz zu einer Steigerung der Temperatur im Innern aufgewendet oder ob ein Teil des Energiegewinnes sofort als Wärmestrahlung nach außen abgegeben wird, hängt von der Natur der Gase ab, die man der Rechnung zugrunde legt. Bei einatomigen Gasen (z. B. Helium, Quecksilberdampf, dissoziierter Wasserstoff) wird genau die Hälfte des Energiegewinnes zu einer inneren Temperatursteigerung verwendet, die andere Hälfte wird in Form von Wärmestrahlung nach außen abgeführt. Bei zweiatomigen Gasen (z. B. Luft, Wasserstoff) dient $^5/_6$ des Energiegewinnes zur inneren Temperatursteigerung, während nur $^1/_6$ in Form von Wärme abgegeben werden kann. Bei dreiatomigen Gasen (z. B. Wasserdampf, Kohlensäure) wird der gesamte Energiegewinn zur inneren Temperatursteigerung aufgewendet, und

nach außen wird überhaupt keine Wärme abgegeben. Wir sehen aus dieser Zusammenstellung, daß verschiedene Stoffe sich sehr verschieden verhalten, und daß hierdurch eine große Unsicherheit in die Theorie hineinkommt.

Nun zur praktischen Anwendung dieser Theorie auf unsere Sonne. Die Hauptschwierigkeit wird nach den obigen Darlegungen darin liegen, daß wir die Stoffe, aus denen der Sonnenball besteht, und ihr physikalisches Verhalten nicht kennen. Aber diese Schwierigkeit ist nicht so bedenklich, wie sie auf den ersten Blick erscheint. Denn im Sonneninnern herrschen so gewaltig hohe Temperaturen, daß die chemisch und physikalisch komplizierten Verhältnisse der Stoffe auf unserer Erde dort wesentlich einfacher sein werden. Die komplizierte Struktur, die wir bei Körpern in festem, flüssigem und gasförmigem Zustand unter irdischen Verhältnissen kennen, kann bei solchen Temperaturen und bei so hohem Druck nicht mehr bestehen, und wir können daher die Materie auf der Sonne im wesentlichen als nur aus einheitlichen, gleichwertigen kleinsten Bausteinen aufgebaut ansehen.

Welche Energiemengen die Sonne gegenwärtig in den Weltraum hineinstrahlt, kann aus der Energiemenge berechnet werden, welche wir auf der Erde von der Sonne zugestrahlt erhalten. Die uns zugestrahlte Wärmemenge wird durch die Solarkonstante gemessen, über welche in dem Kapitel über die Sonne Näheres gesagt ist; sie gibt an, wieviel Wärme in Grammkalorien[1]) die Sonne in der Minute auf ein Quadratzentimeter der Erdoberfläche zustrahlt. Nimmt man als runden Wert der Solarkonstante 2.0 an, so beträgt die von der Sonne nach allen Seiten in den Weltraum abgegebene Wärmemenge 3.4×10^{29} Grammkalorien pro Stunde. Soll nun diese gegenwärtig von der Sonne abgegebene Wärme im Sinne der Kontraktionstheorie durch Zusammenziehung des Sonnenballes ergänzt werden, so läßt sich berechnen, um wieviel sich der Sonnenradius jährlich verkleinern müßte. Diese Rechnung ist vielfach mit verschiedenen Annahmen über die Konstitution der Sonne durchgeführt worden und hat im wesentlichen zu übereinstimmenden Resultaten geführt. Emden findet, einen Aufbau der Sonne aus einatomiger Materie annehmend, was den tatsächlichen Verhältnissen am besten entsprechen dürfte, daß der Sonnenradius sich jährlich etwa um 50 Meter verringern müßte, wenn die ausgestrahlte Energie durch Kontraktion ersetzt werden soll. Da, von der Erde aus gesehen, einem Winkel von 1″ eine Strecke von 725 Kilometern auf der Sonnenoberfläche entspricht, müßte der scheinbare Sonnenradius sich erst in 14 500 Jahren um 1″ verkleinern. Diese Zusammenschrumpfung des Sonnenballs ist viel zu gering, als daß sie durch direkte Messungen des scheinbaren Sonnendurchmessers bisher hätte festgestellt werden können, und es ist aussichtslos, daß das in naher Zukunft geschehen

[1]) Eine Grammkalorie ist die Wärmemenge, die nötig ist, um die Temperatur eines Gramms Wasser um 1° zu erhöhen.

kann. Die direkten astronomischen Messungen können daher auf diese Weise nicht die Entscheidung treffen, ob durch die Kontraktionstheorie die richtige Quelle der Sonnenwärme gefunden ist.

Aber die Kontraktionstheorie gestattet nicht nur, die gegenwärtige Veränderung der Sonne zu berechnen, sondern auch den Zustand des Sonnenballes bis in die weiteste Vergangenheit zurückzuverfolgen. Insbesondere können wir leicht den Gesamtbetrag der Wärme berechnen, den die Kontraktion der Sonne aus irgendeinem gegebenen Umfang erzeugen konnte. Dieser Betrag hat seine Grenze, so groß auch die Sonne im Anfang gewesen sein mag. Jeder aus unendlicher Entfernung herabfallende Körper würde nur eine begrenzte Quantität Wärme erzeugen, ebenso wie er nur eine begrenzte Geschwindigkeit erlangen könnte. Wenn man annimmt, daß die Sonne zu Anfang ein Nebelball von unendlich großer Ausdehnung gewesen ist und sich allmählich auf ihren jetzigen Umfang zusammengezogen hat, so läßt sich der gesamte Wärmevorrat berechnen, der durch diesen Kontraktionsprozeß frei wurde. Es ergibt sich diese Wärmemenge zu etwa 7×10^{40} Grammkalorien. Dieser Wärmevorrat würde die Ausstrahlung der Sonne in dem jetzt beobachteten Betrage nur für etwa 12 Millionen Jahre unterhalten haben können. Unter Benutzung anderer Grundlagen kann dieser Zeitraum auf etwa 20 bis 25 Millionen Jahre vergrößert werden; länger als diese Zeit kann keinesfalls die Sonne Wärme in der jetzigen Stärke gleichmäßig ausgestrahlt haben, falls sie keine anderen Energiequellen als die der Kontraktion zur Verfügung hat.

Hier ist der Punkt, wo die Kontraktionstheorie sich als ungenügend erweist. Wie lange mindestens die Sonne Wärme ausgestrahlt haben muß, kann durch Betrachtungen über das Alter unserer Erde abgeschätzt werden, und es sind geologische und paläontologische Forschungen, die uns hier nähere Auskunft geben. Während der Bildung der ganzen geologischen Schichtenfolge und der in ihr enthaltenen Lebewesen muß die Sonne in nahezu unverminderter Kraft gestrahlt und der Erde Wärme gespendet haben. Die kurze Lebensfrist, welche die Kontraktionstheorie der Sonne gönnt, ist nicht mit dem hohen Alter der Erde vereinbar. Es gibt eine Reihe verschiedener Wege, das Alter der Erde abzuschätzen. Aus dem Salzgehalt der Ozeane läßt sich das Alter der Ozeane abschätzen, und man ist zu dem Resultat gekommen, daß die Ozeane auf der Erde schon seit etwa 100 Millionen Jahren bestehen. Das aus den Felsbildungen auf der Erde geschlossene Alter beträgt ebenfalls wenigstens 100 Millionen Jahre. Zu sehr viel größeren Zeiträumen kommt man, wenn man die zur Entwicklung der Lebewesen nötige Zeit abschätzt. Die zuverlässigsten Werte jedoch für das Alter der Erde erhält man aus Untersuchungen über das radioaktive Verhalten der Minerale. Uran z. B. zerfällt durch radioaktive Ausstrahlung, und die bekanntesten Zerfallsprodukte des Urans sind Radium, Blei und Helium. Aus den relativen Mengenverhältnissen, in welchen Radium, Blei und Helium in einem Uranerz enthalten

sind, kann man schließen, wie alt das Uranerz sein muß. Das Alter solcher Minerale ist auf diese Weise zu einigen Hundert Millionen Jahren bestimmt worden; für einige der untersuchten Minerale ergab sich sogar ein Alter von ein bis zwei Milliarden Jahren. Die Wärmeabgabe der Sonne kann für so große Zeiträume nicht durch die Kontraktionstheorie erklärt werden, und wir müssen unabweislich zu dem Schluß kommen, daß es neben der Kontraktion noch andere Energiequellen auf der Sonne geben muß, durch die die ausgestrahlte Wärme ergänzt wird. Aber die Kontraktionstheorie wird auch künftig ihre Berechtigung behalten, indem sie den Ursprung wenigstens eines Teiles der Sonnenwärme richtig zu erklären vermag.

Wie lange nach der Kontraktionstheorie die Sonne in Zukunft noch strahlen kann, läßt sich auch leicht berechnen. Bis die Sonne sich so weit verdichtet haben wird, daß ihre Dichte gleich der Erddichte geworden ist, wird so viel Wärme frei, daß der Bedarf an Ausstrahlung für rund 10 Millionen Jahre gedeckt ist, wenn die Ausstrahlung in gleicher Stärke wie jetzt fortdauern würde.

Da die Kontraktionstheorie uns befähigt, den Zustand der Sonne in der Vergangenheit zu bestimmen und ihre Entwicklung zu verfolgen, ist sie von großer Bedeutung für die Kosmogonie. Vor 100 Jahren muß der Durchmesser der Sonne um etwa 10 Kilometer größer gewesen sein. Kennen wir das Gesetz der Kontraktion, so vermögen wir die Größe der Sonne für jeden vergangenen Zeitpunkt zu bestimmen, ähnlich wie im Falle der aufgezogenen Uhr die Höhe des Gewichtes an vorhergehenden Tagen berechnet werden kann. Wir können so bis zu einer Zeit zurückgehen, wo die Sonnenkugel bis zur Merkurbahn reichte, dann bis zur Erdbahn, und schließlich bis dahin, wo sie den ganzen Raum ausfüllte, den das Sonnensystem jetzt einnimmt. Wir werden so durch Rückwärtsschließen auf die Nebularhypothese geführt, die im folgenden Abschnitt ausführlich beschrieben werden wird, und zwar auf eine Form derselben, welche der Laplaceschen Form sehr nahe kommt, nur mit dem Unterschiede, daß jetzt unsere Schlüsse auf Naturgesetzen beruhen, von denen jener große Mathematiker keine Kenntnis hatte.

Radioaktivität. Als im Anfang dieses Jahrhunderts die radioaktiven Elemente und die von ihnen ausgehenden Strahlungen entdeckt wurden, lag der Gedanke nahe, die noch unbekannten Quellen der Sonnenwärme hierin zu suchen. Die radioaktiven Elemente sind Elemente, die einem zeitlich gleichmäßig verlaufenden, selbsttätigen Zerfallsprozeß unterliegen. Als Zerfallsprodukte bilden sich neue Elemente, während gleichzeitig dauernd Heliumatome abgegeben werden. So entsteht aus dem Uran nach verschiedenen Zwischenstufen das Radium; aus dem Radium bildet sich weiter nach mehreren Zwischenstufen schließlich ein Stoff, der nicht mehr radioaktiv ist und sowohl chemisch wie physikalisch dem bekannten Element Blei

so ähnlich ist, daß er nur schwer von richtigem Blei unterschieden werden kann. Der Zerfall erfolgt bei jedem radioaktiven Stoffe mit fester gleichbleibender Geschwindigkeit, und es ist auf keine Weise gelungen, diesen Vorgang zu beschleunigen oder zu verzögern. Auch bei den höchsten Temperaturen blieb die Geschwindigkeit des Zerfalles unverändert; ja theoretische Betrachtungen lassen es als zweifellos erscheinen, daß selbst für Temperaturen von der Größenordnung, wie wir sie im Innern der Sonne annehmen müssen, der Zerfall im gleichen Tempo unverändert vor sich geht.

Der Zerfall der radioaktiven Elemente ist von einer bedeutenden Wärmeabgabe begleitet, wodurch eine Wärmequelle vorhanden ist, die so lange Wärme liefert, bis das radioaktive Element vollständig aufgezehrt ist. Wenn also auf der Sonne radioaktive Stoffe vorhanden sind, so würden diese der Sonne dauernd Energie zuführen, wodurch die von der Sonne ausgestrahlte Energie wenigstens zum Teil ersetzt werden könnte. Noch ist es nicht gelungen, radioaktive Stoffe auf der Sonne nachzuweisen. Die Tatsache, daß Helium in größerer Menge auf der Sonne vorhanden ist, könnte möglicherweise mit jetziger oder früherer Radioaktivität auf der Sonne zusammenhängen, da ja, wie erwähnt, der radioaktive Zerfall stets mit der Abgabe von Heliumatomen aus dem zerfallenden radioaktiven Element verbunden ist. Aber entscheidend läßt sich die Frage, ob radioaktive Prozesse in dem Energieersatz der Sonne eine Rolle spielen oder nicht, zurzeit nicht beantworten; die Hypothese schwebt in der Luft und kann durch Beobachtungen weder gestützt noch widerlegt werden.

Das bekannteste radioaktive Element ist das Radium; wir wollen als Beispiel ausrechnen, wieviel Radium auf der Sonne vorhanden sein müßte, damit die gesamte von der Sonne ausgestrahlte Energie durch die freiwerdende Zerfallswärme des Radiums gedeckt wird. Ein Gramm Radium gibt durch seinen Zerfall fortlaufend 122 Grammkalorien pro Stunde ab. Die von der Sonne in den Weltenraum ausgestrahlte Energie beträgt, wenn man als Solarkonstante den Wert 2.0 zugrunde legt, 3.4×10^{29} Grammkalorien pro Stunde. Die Sonnenmasse beträgt 1.94×10^{33} Gramm. Aus diesen Zahlen folgt, daß nur 1.4×10^{-6} Teile der Sonnenmasse aus Radium bestehen müßten, damit der gesamte Energiebedarf der Sonne gedeckt wird. In einem Kilogramm der Sonnenmasse brauchten nur 1.4 Milligramm Radium enthalten zu sein. Das ist ein so geringer Betrag, daß wir sein Vorhandensein wohl für möglich halten könnten. Eine unüberwindliche Schwierigkeit tritt aber auf, wenn wir jetzt die Zeit betrachten, für welche diese Wärmeabgabe des Radiums andauert. Der radioaktive Stoff zehrt sich bei dem Zerfall auf, und dementsprechend klingt die radioaktive Strahlung mit der Zeit ab. Die Lebensdauer eines radioaktiven Stoffes mißt man durch die „Halbwertzeit", welche angibt, nach welcher Zeit die Ausstrahlung einer bestimmten Menge eines radioaktiven Präparates auf die Hälfte gesunken ist. Die Halb-

wertzeit des Radiums beträgt 1750 Jahre; die freiwerdende Zerfallswärme einer bestimmten Menge Radiums ist also nach 1750 Jahren auf die Hälfte, nach 3500 Jahren auf ein Viertel und so fort sehr bald bis auf einen verschwindenden Bruchteil herabgesunken. Diese Zeiträume sind so gering, daß sie gegenüber den Zeiträumen, die wir für die Dauer der Sonnenstrahlung annehmen müssen, überhaupt keine Rolle spielen. Es wird dadurch die Annahme, daß Radium einen beträchtlichen Teil der Sonnenwärme liefern könnte, hinfällig.

Als weiteres Beispiel wollen wir die Energiebilanz für das Uran aufstellen. Ein Gramm Uran liefert bei seinem Zerfall 8×10^{-5} Grammkalorien pro Stunde. Das ist so wenig, daß, selbst wenn die ganze Sonne nur aus Uran bestände, der laufende Energiebedarf der Sonne durch die Zerfallswärme des Urans nicht gedeckt werden könnte; es würde gerade nur die Hälfte der von der Sonne ausgestrahlten Energie geliefert werden. Die Halbwertzeit des Urans beträgt 5×10^9 Jahre; die Lebensdauer des Urans würde demnach für die Zeiträume, deren wir bei der Anwendung auf die Sonne bedürfen, ausreichend sein. Wir haben also im Uran einen Stoff, der sehr viel längere Lebensdauer als das Radium hat, aber dafür sehr viel geringere Wärmemengen liefert. Ein weiteres bekanntes radioaktives Element ist das Thorium; die von ihm abgegebene Wärmemenge beträgt ungefähr ein Drittel der des Urans, während seine Lebensdauer etwa dreimal so groß ist als die des Urans.

Die betrachteten radioaktiven Elemente sind demnach nicht fähig, als Quellen der Sonnenenergie eine wesentliche Rolle zu spielen. Radium nicht, weil seine Lebensdauer zu gering ist, Uran und Thorium nicht, weil die gelieferten Energiemengen zu klein sind. Es ist aber nicht ausgeschlossen, daß es andere radioaktive Substanzen gibt, die als Energiequelle der Sonne von Bedeutung sind.

Neben den radioaktiven Zerfallsprozessen im engeren Sinne kann man auch an einen allgemeinen Zerfall der Materie als Energiequelle denken. Nach den neueren Anschauungen der theoretischen Physik über die Konstitution der Materie muß jeder Zerfall von Materie mit Energiegewinn in irgend einer Form verbunden sein. Materie ist identisch mit Energie. Es läßt sich der Energiegehalt einer bestimmten Masse von Materie, z. B. eines Gramms, genau zahlenmäßig berechnen. Man kommt dabei zu ganz gewaltig hohen Energiebeträgen, die frei werden müßten, falls die Materie sich auflöst. Zwar hat man unter irdischen Verhältnissen eine solche Auflösung noch nicht beobachten können; es ist aber möglich, daß die hohen Temperaturen und Drucke im Innern des Sonnenkörpers eine solche allgemeine Auflösung der Materie und Umwandlung in Energie begünstigen. Damit würde eine Energiequelle erschlossen sein, deren Ergiebigkeit schier unerschöpflich ist; die Auflösung von nur 1 Prozent der Sonnenmasse würde genügend Energie liefern, um die Ausstrahlung in der jetzigen Stärke für 150 Milliarden Jahre zu unter-

halten. Es muß der Zukunft vorbehalten bleiben, diesen Gedanken zu bestätigen oder zu widerlegen.

Die Anschauungen über die Erdwärme sind in ähnlicher Weise wie die über die Sonnenwärme durch die Entdeckung der radioaktiven Substanzen beeinflußt worden. Während man früher einer allmählichen Abkühlung der Erde, eventuell verringert durch langsame Kontraktion, sicher zu sein glaubte und überzeugt war, daß das Erdinnere glühend flüssig sei, sieht man jetzt, daß ein geringer Radiumgehalt den langsamen Abfluß der Wärme aus dem Erdinnern nach außen auf undenkliche Zeiten hinaus wett machen kann. Ebenso lange kann sich dann das Erdinnere auf einer mäßigen, vielleicht jetzt noch herrschenden Temperatur gehalten haben, und die Existenz des Lebens auf der Erde scheint mehr an die Lebensdauer der Sonne als an irdische Vorgänge gebunden.

3. Die Nebularhypothese.

Wir haben in den beiden letzten Abschnitten die fortlaufenden Veränderungen kennen gelernt, denen die Sonne und alle Wärme ausstrahlenden Himmelskörper unterworfen sind. Es ist die moderne Energielehre, insbesondere der Satz von der Erhaltung der Energie, der das Fundament für diese Betrachtungen lieferte. Die Tatsache, daß die Sonne tagaus, tagein in unveränderter Stärke eine große Menge Energie in den Weltenraum ausstrahlt, bedingt Energieumsätze im Innern des Sonnenballes, die eine fortlaufende Veränderung im inneren Aufbau zur Folge haben müssen. Nur gesicherte physikalische Gesetze führen also, ohne daß freie Hypothesen nötig wären, zu dem unabweisbaren Schluß, daß die Himmelskörper nicht immer in demselben Zustande bestanden haben können und ewig weiter bestehen werden, sondern daß eine kosmogonische Weiterentwicklung dauernd vor sich gehen muß. Ja wir haben bei der Besprechung der Kontraktionstheorie sogar gesehen, wie dieser Entwicklungsprozeß gestaltet sein muß: Ein weit ausgedehnter dünner Nebelball muß sich allmählich zusammenziehen, er muß dichter und kleiner werden, bis er ähnlich wie unsere Sonne zu einer dichten heißglühenden Kugel zusammengeschrumpft ist. Das ist aber gerade die Vorstellung, die der altbekannten Nebularhypothese als Hauptidee zugrunde liegt. Der Forscher, der heute, auf dem sicheren Boden physikalischer Gesetze aufbauend, ein Bild über die Entwicklung von Weltkörpern und die Bildung von Planetensystemen zu gewinnen versucht, wird auch jetzt noch auf die alten Anschauungen geführt, die sich die Begründer der Nebularhypothese, Kant und Laplace, in genialer Einsicht gebildet haben, ohne die dazu führenden physikalischen Gesetze zu kennen. Die Ansichten von Kant und Laplace sind zwar im einzelnen modifiziert worden, die große Grundidee ist aber geblieben; durch den Fortschritt der physikalischen Erkenntnis

wurde sie schrittweise bestätigt und ihr eine wissenschaftlich festere Basis gegeben. Einzig in der Geschichte der Naturwissenschaft steht es da, wie diese Theorie sich durch fast zwei Jahrhunderte mit nur geringen Änderungen halten konnte, während die in enger Beziehung dazu stehenden physikalischen Theorien gerade in dieser Zeit gewaltige Wandlungen durchgemacht haben. Wir wollen im folgenden in geschichtlicher Reihenfolge die Arbeiten der Männer betrachten, die an dem Ausbau der Nebularhypothese verdienstvollen Anteil haben.

Kantsche Hypothese. Vom rein wissenschaftlichen Standpunkte aus hat Kant das erste Anrecht darauf, als Urheber der Nebularhypothese betrachtet zu werden, da er seine Untersuchungen auf die wirklichen Verhältnisse im Sonnensystem und auf die Newtonsche Theorie der gegenseitigen Anziehung aller Materie gründete. Seine Schlüsse sind kurz die folgenden. Bei der Untersuchung des Sonnensystems drängen sich unserer Betrachtung zwei bemerkenswerte Eigentümlichkeiten auf. Die eine ist, daß sechs Planeten und neun Satelliten (so viele waren damals bekannt) sich in Kreisen um die Sonne bewegen, nicht allein in derselben Richtung, wie sich die Sonne selbst um ihre Achse dreht, sondern auch nahezu in der gleichen Ebene. Dieser Grundzug in der Bewegung so vieler Körper kann, nach aller vernünftigen Beurteilung, nicht rein zufällig sein; wir müssen vielmehr glauben, daß er einer bestimmten Ursache zuzuschreiben ist, die anfänglich auf alle Planeten einwirkte.

Eine andere Eigentümlichkeit ist, daß wir die Räume, in denen die Planeten kreisen, leer oder so gut wie leer finden; denn wenn auch irgendwelche Materie in ihnen enthalten sein sollte, so ist diese doch jedenfalls so dünn und fein, daß sie keinen Einfluß auf die Bewegungen der Planeten ausübt. Es besteht also heute zwischen ihnen keine stoffliche Verbindung irgendwelcher Art, durch welche sie in ihre gemeinsame Bewegungsrichtung gezwungen worden sein könnten. Wie können wir nun diese Gleichartigkeit der Bewegung mit dem Fehlen jeder materiellen Verbindung in Einklang bringen? Die natürlichste Erklärung ist, anzunehmen, daß früher einmal eine solche Verbindung existierte, welche die von uns beobachtete Gleichsinnigkeit der Bewegung hervorbrachte, daß nämlich die Bestandteile der Planeten ehemals den ganzen zwischen ihnen liegenden Raum ausfüllten. „Ich nehme an", sagt Kant, „daß alle Materien, daraus die Kugeln, die zu unserer Sonnenwelt gehören, alle Planeten und Kometen bestehen, im Anfange aller Dinge, in ihren elementarischen Grundstoff aufgelöst, den ganzen Raum des Weltgebäudes erfüllt haben, darin jetzt diese gebildeten Körper herumlaufen." Es waren keine festen Gestaltungen in diesem Chaos, da die Bildung der einzelnen Körper durch die gegenseitige Anziehung der Teilchen der Materie erst später erfolgte. „Allein die Verschiedenheit in den Gattungen der Elemente trägt zu der Regung der Natur und zur Bildung des Chaos

das vornehmste bei, als wodurch die Ruhe, die bei einer allgemeinen Gleichheit unter den zerstreuten Elementen herrschen würde, gehoben und das Chaos in den Punkten der stärker anziehenden Partikeln sich zu bilden anfängt.“ Es entstehen so um den stärkst anziehenden Körper, die zukünftige Sonne, Massenansammlungen, indem sich Teilchen von allen Richtungen her nach ihm bewegen. Diese Teilchen, welche eigentlich geradlinige, auf den sich bildenden Zentralkörper hinzielende Bahnen beschreiben müßten, werden aber nach Kant zum Teil durch die Elastizität der dazwischen liegenden Materie, zum Teil durch Zusammenstöße mit anderen Teilchen von ihrem geradlinigen Wege abgelenkt und beschreiben nun in allen möglichen Richtungen Kurven um den Zentralkörper, soweit sie nicht in ihn stürzen und hierdurch eine Rotation desselben erzeugen. Zwischen den in allen Richtungen und Bahnlagen sich um die Sonne bewegenden Teilchen werden aber so lange Zusammenstöße stattfinden und Teilchen sich vereinigen, bis schließlich nur einige wenige, größere Körper, die Planeten, übrig sind, die nun in ein und derselben Richtung und in nahezu derselben Ebene die Sonne umkreisen. Die Planeten erhalten dann auf die gleiche Weise, wie oben die Sonne, eine Achsenrotation, und auch die Bildung ihrer Monde geht so vor sich, wie die Bildung der Planeten.

Prüfen wir das Resultat dieser nur in groben Grundzügen hier wiedergegebenen Hypothese nach dem heutigen Stande der Wissenschaft, so sehen wir leicht, daß alle so geformten Körper gegen einen gemeinsamen Mittelpunkt gezogen werden würden, und daß wir dann nicht, wie im Sonnensystem, eine Anzahl von Körpern hätten, sondern eine einzige, aus der Vereinigung aller gebildete Sonne. Denn bei dem Versuch, zu zeigen, wie die kleineren Massen dazu kamen, sich um die größeren in kreisrunden Bahnen zu bewegen, erweist sich Kants Schlußweise als ungenügend. Er scheint zu denken, daß die Rotationsbewegung indirekt durch die repulsiven oder elastischen Kräfte erzeugt werden könne, welche unter den dünneren Massen der sich verdichtenden Materie tätig seien, und welche eine wirbelnde Bewegung verursachen müssen. Die Gesetze der Mechanik lehren aber, daß die Summe der Rotationsbewegungen in einem System nie durch die wechselseitige Einwirkung seiner einzelnen Teile vergrößert oder verringert werden kann, so daß also die gegenwärtigen Rotationsbewegungen der Sonne und der Planeten äquivalent denen sein müssen, welche sie von Anfang an hatten.

Herschels Hypothese. Es ist merkwürdig, daß der Gedanke der allmählichen Umwandlung der Nebelflecke in Sterne sich Herschel nicht durch die Verhältnisse des Sonnensystems aufgedrängt zu haben scheint, sondern durch die Beobachtung der Nebelflecke selbst. Viele dieser Körper schienen ihm aus ungeheuren Massen phosphoreszierenden Dampfes oder Dunstes zusammengesetzt zu sein, und er vermutete, daß sich diese Massen allmählich verdichten müßten, jede um ihren eigenen Mittelpunkt, beziehungs-

weise um ihre dichtesten Teile, bis sie endlich in einen Stern oder einen Sternhaufen verwandelt wären. Bei der Klassifizierung der zahlreichen Nebelflecke, die er entdeckte, glaubte er jede Phase dieses Prozesses vor Augen zu haben. Da waren die großen schwachen, verschwommenen Nebelflecke, worin der Verdichtungsprozeß kaum begonnen hatte; ferner die kleineren, helleren, welche sich so weit verdichtet hatten, daß ihre inneren Teile schon anfingen, Sterne zu bilden; wieder andere, welche schon Sterne aufwiesen, und endlich Sternhaufen, bei denen die Verdichtung schon vollständig erfolgt war. Wie Laplace bemerkte, verfolgte Herschel die Verdichtung der Nebelflecke etwa in derselben Weise, wie wir in einem Walde das Wachstum der Bäume an den Stämmen verschiedenen Alters studieren können, die der Wald gleichzeitig birgt.

Laplaces Ansichten über die Nebulartheorie. Laplace kam zu seiner Nebularhypothese durch ähnliche Betrachtungen, wie Kant sie vierzig Jahre früher ausgesprochen hatte, und zwar wurde er wohl ebenso wie dieser durch Buffons Histoire Naturelle dazu veranlaßt. Die merkwürdige Übereinstimmung der Planeten-Rotationen und -Revolutionen, die geringen Neigungen und Exzentrizitäten der Planetenbahnen konnten nicht das Ergebnis des bloßen Zufalls sein, und so suchte er nach ihrer wahrscheinlichen Ursache. Nach seinem Dafürhalten konnte diese nichts anderes sein, als die rotierende, glühende Sonnenatmosphäre, die einst den ganzen Raum ausfüllte, den die Planeten jetzt innehaben. Laplace beginnt nicht, wie Kant, mit dem Chaos, aus welchem sich durch das Spiel anziehender und abstoßender Kräfte langsam eine Ordnung herausbildete, sondern mit der Sonne, die von dieser ungeheuren feurigen Atmosphäre umgeben gewesen sei, und welche einem entfernten Beobachter denselben Anblick geboten habe, den uns jetzt viele regelmäßige Nebelflecke mit zentraler Verdichtung zeigen. Da er aus der Mechanik wußte, daß die Summe aller Rotationsbewegungen, welche das Planetensystem jetzt aufweist, von Anfang an vorhanden gewesen sein muß, nahm er an, daß die ausgedehnte neblige Masse, die die Sonne und ihre Atmosphäre bildete, eine langsame Achsendrehung gehabt habe. Die glühende Masse kühlte sich durch Ausstrahlung in den Weltraum langsam ab und verdichtete sich während dieses Prozesses allmählich. Je mehr sie zusammenschrumpfte, desto mehr mußte nach einem Fundamentalgesetze der Mechanik die Geschwindigkeit ihrer Rotation zunehmen, so daß eine Zeit kam, wo an der äußeren Grenze der Masse die durch die Rotation hervorgerufene Zentrifugalkraft der vom Mittelpunkte ausgehenden Anziehungskraft das Gleichgewicht hielt. Dann lösten sich diese äußeren Teile ab, kreisten aber weiter um die Hauptmasse herum, zerstreuten sich auf ihrer Bahn und bildeten einen Kreisring. Die gegenseitige Reibung der Teilchen eines jeden Ringes hat nun die Bewegung der einen beschleunigt, der anderen verzögert, bis sie schließlich alle dieselbe Winkelgeschwindigkeit hatten, der Ring also wie

ein fester, zusammenhängender Körper rotierte. Inzwischen hat sich der Zentralkörper weiter verdichtet, so daß abermals die Zentrifugalkraft an der äußeren Schicht mit der Schwerkraft ins Gleichgewicht kam und der oben geschilderte Prozeß sich zum zweiten Male wiederholte, usw. So war die Sonne endlich, anstatt von einer alles füllenden Atmosphäre, von einer Reihe konzentrischer und rotierender glühender Gas- oder Dampfringe umgeben.

Was wurde nun aus diesen Ringen? Bei der Abkühlung kondensierten sich die dichteren Teile zuerst, und der Ring bestand dann aus einer teils festen, teils dampfartigen Masse, wobei die feste Masse auf Kosten der anderen beständig an Quantität gewann. Wäre der Ring vollkommen gleichförmig, so würde der Verdichtungsprozeß in gleicher Weise an seinem ganzen Umfange stattfinden, und der Ring würde entweder als wirklich fester Ring fortbestehen bleiben, oder er würde in eine Gruppe von Planeten zerfallen, ähnlich wie die zwischen Mars und Jupiter. Es ist jedoch zu erwarten, daß im allgemeinen einzelne Teile dichter sind als die anderen, so daß der Ring nach und nach in einige größere Teile zerfällt, welche fortfahren, sich um die Sonne zu bewegen. Ist einer dieser Teile aber so groß, daß er durch seine Anziehung nach und nach die anderen Teile mit sich vereinigt, so bleibt schließlich ein Planet übrig, der aus einem ziemlich dichten Kern und einer ungeheuren Atmosphäre glühenden Dampfes besteht. Die Rotation dieses Körpers muß in gleichem Sinne wie die Umdrehung des Ringes erfolgen, da der Ring wie ein kompakter Körper rotierte, also die äußeren Teile in schnellerer Bewegung waren als die inneren. Der von seiner glühenden Atmosphäre umgebene Planet wird deshalb rotieren und im kleinen ein Abbild der von ihrer Atmosphäre umgebenen Sonne darstellen, von welcher unsere Betrachtung ausging. In gleicher Weise, wie die Sonnenatmosphäre sich nach und nach in Ringe verwandelte und diese Ringe sich allmählich zu Planeten verdichteten, werden auch die Planetenatmosphären bei genügender Ausdehnung Ringe und diese Ringe wiederum Satelliten bilden. Bei dem Planeten Saturn war indessen einer der Ringe so gleichmäßig beschaffen, daß sich seine Teile ohne Trennung kondensieren konnten, und auf diese Weise sind die Saturnringe entstanden.

Da es unter den Bestandteilen der Sonnenatmosphäre auch so dünne und flüchtige Stoffe gibt, daß sie sich nicht zu einem Ringe oder zu einem Planeten vereinigen können, so müssen sie fort und fort um die Sonne kreisen und eine ähnliche Erscheinung wie die des Zodiakallichtes hervorrufen. Der Bewegung der Planeten setzen diese Stoffe keinen merkbaren Widerstand entgegen, nicht allein wegen ihrer außerordentlichen Feinheit, sondern auch weil ihre Bewegungsrichtung ganz dieselbe ist.

Die Kometen hielt Laplace für kleine, von Sonnensystem zu Sonnensystem irrende Nebel, welche sich durch Kondensation der im Weltraume

ausgebreiteten nebligen Materie bilden. Kommen sie von irgendwelcher Seite in die Attraktionssphäre der Sonne, so zwingt diese sie in elliptische oder hyperbolische Bahnen von allen möglichen Neigungen und Exzentrizitäten.

Dies ist in ihren Grundzügen die berühmte Nebularhypothese von Laplace, die in der Tat in großen Zügen eine Erklärung für folgende beobachtete Erscheinungen gibt:

1. Bewegung aller Planeten in nahezu derselben Ebene;
2. geringe Exzentrizität der Bahnen;
3. gleicher Sinn der Bewegungsrichtung für alle Revolutionen und Rotationen im Sonnensystem.

Einwürfe gegen die Laplacesche Theorie. Obwohl die Laplacesche Form der Nebularhypothese die mechanischen Eigentümlichkeiten des Sonnensystems gut zu erklären scheint, hat sich doch gezeigt, daß sie in gewissen Teilen sowohl mit den Gesetzen der Mechanik, als auch mit einzelnen beobachteten Tatsachen in Widerspruch steht. Es sind deshalb von Gelehrten wie Faye, Roche, Darwin u. a. Verbesserungen oder Erweiterungen der Hypothese angegeben worden, durch welche jene Widersprüche zum Teil aufgehoben werden. Wenn es nun hier auch zu weit führen würde, diese Versuche einzeln und in der für ihre Begründung notwendigen Ausführlichkeit darzustellen, so soll doch wenigstens auf dieselben aufmerksam gemacht werden.

Einer der schwierigsten Punkte der ganzen Hypothese ist die Abtrennung der Materie vom rotierenden, ursprünglichen Nebelball und die Entstehung der Planeten aus dieser abgetrennten Materie. In der Art, wie Laplace sich diesen Vorgang dachte, ist er nach Newcombs Ansicht nicht möglich; die einzelnen, abgetrennten Teilchen mußten sich nämlich auf jeden Fall nach den Keplerschen Gesetzen um die übrig bleibende rotierende Nebelmasse bewegen. Es ist aber mechanisch sehr schwer denkbar, daß sich aus einem solchen Schwarme eine kohärente Masse, der Laplacesche kompakte Ring, bilden sollte. Auch der einzige der Beobachtung zugängliche Fall eines derartigen Gebildes, der Saturnring, spricht dagegen, da die einzelnen Partikeln desselben, wie wir früher sahen, sich nach den Keplerschen Gesetzen um den Saturn bewegen und der Ring kein kompaktes Gebilde ist. Nun könnte man aber annehmen, daß sich aus dieser ringförmigen Ansammlung von Partikeln die Planeten gebildet hätten; aber die so entstandenen Planeten müßten eine rückläufige Rotation haben, da nach den Keplerschen Gesetzen die Teilchen der Innenseite des Ringes eine größere lineare Geschwindigkeit haben, als die der Außenseite.

Noch eine weitere Einwendung gegen diesen Teil der Kosmogonie hat Newcomb gemacht. Gemäß der Laplaceschen Theorie nimmt man an, daß sich die äußeren Planeten zuerst gebildet haben. Als sich nämlich die Zen-

trifugal- und die Zentripetalkraft an der äußeren Grenze der rotierenden Masse das Gleichgewicht hielten, trennten sich nach Laplace die äußeren Teile von den übrigen, welche fortfuhren, gegen die Mitte zu gravitieren. Wären die Planetenringe in der Tat so entstanden, so müßte sich nach Ablösung jedes Ringes die Atmosphäre beinahe um die Hälfte ihres Durchmessers verringert haben, ehe sich ein neuer bilden konnte; denn wir wissen, daß jeder folgende Planet im allgemeinen nahezu doppelt so weit von der Sonne entfernt ist als der nächstinnere. Weil jedoch zwischen Dampfteilen keine Kohäsion besteht, wäre eine solche Ablösung ungeheurer Massen von den äußeren Schichten der rotierenden Masse unmöglich. In dem Augenblick, wo die Kräfte sich gegenseitig aufheben, würden vielmehr die äußeren Teile der Masse aufhören, gegen die Sonne zu gravitieren und sich teilweise von den angrenzenden Teilen absondern; dann würden sich diese ablösen usw. Die Lostrennung von Materie von den äußeren Schichten wäre also eine fortwährende, und statt einer Anzahl getrennter Ringe würde eine flache, aus unzähligen zusammenhängenden Ringen bestehende Scheibe entstanden sein.

Eine weitere Schwierigkeit ist die folgende: Wenn man sich die Verbindungslinie eines Massenteilchens eines mechanischen Systems mit dem Schwerpunkte des ganzen Systems denkt, so überstreicht diese Verbindungslinie in der Zeiteinheit eine gewisse Fläche, welche die Flächengeschwindigkeit dieses Massenteilchens heißt. Ein Grundsatz der Mechanik lehrt, daß die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Teilchen eines sich selbst überlassenen Systems für alle Zeiten unverändert bleibt. Rechnet man nun die Summe der Flächengeschwindigkeiten für einen homogenen Gasball aus, der die Masse der Sonne hat, sich bis zur Neptunbahn erstreckt und wie Neptun in 165 Jahren einmal umläuft, so findet man, daß die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Teilchen dieses Gasballes weit größer ist, als die Summe der Flächengeschwindigkeiten aller Körper des Sonnensystems in seinem jetzigen Zustand.

Aber auch einige Beobachtungstatsachen befinden sich mit der ursprünglichen Laplaceschen Hypothese in Widerspruch. Hier sind in erster Linie die Rückläufigkeit und die starken Bahnneigungen der Monde des Uranus, des Neptun und der zuletzt entdeckten des Jupiter und des Saturn zu nennen, anormale Fälle, welche bis zum heutigen Tage mittels dieser Kosmogonie ihre Erklärung nicht gefunden haben.

Indessen steht es trotz aller dieser Einwände um die Laplacesche Theorie doch nicht so schlimm, wie es scheinen könnte. Der große Mathematiker Poincaré kommt in seinem letzten Werke „Leçons sur les hypothèses cosmogoniques“ zu dem Schlusse, daß die Laplacesche Theorie nach geringen Abänderungen noch immer die beste von allen ist. Der aus den Flächengeschwindigkeiten entspringenden Schwierigkeit entgeht man, wenn man den Sonnenball von Anfang an nicht als homogen, sondern mit sehr starker

zentraler Kondensation annimmt, so daß nur etwa ein Dreißigstel der ganzen Sonnenmasse als eine Art Atmosphäre über den Raum des Planetensystems zerstreut ist. Das gewissermaßen stoßweise erfolgende Ablösen der Planeten, an dem Newcomb Anstoß nimmt, kann man durch Berücksichtigung der Abkühlungsvorgänge in der dünnen Atmosphäre plausibel machen. Eine Reihe anderer Tatsachen, wie die, daß der innere Marstrabant eine kürzere Umlaufszeit hat, als die Rotationszeit des Mars selbst beträgt, ferner, daß der Erdmond eine viel größere Distanz von der Erde hat, als es die Laplacesche Hypothese verlangt, werden auf Grund von Betrachtungen verständlich, die G. H. Darwin in die Kosmogonie eingeführt hat. Derselbe hat nämlich die Einwirkung von Ebbe und Flut auf die Himmelskörper untersucht und gefunden, daß unter gewissen Bedingungen sowohl die Rotationszeit der Planeten, als auch die Umlaufszeit und Entfernung der Trabanten durch dieses Phänomen wesentlich beeinflußt werden kann. So gibt Darwin an, daß die Reibung der durch die Sonne auf dem Mars erzeugten Fluten die Rotation desselben so verzögert hat, daß sie langsamer als die Revolution des Phobos wurde. Der andere oben erwähnte Fall ist weit komplizierter, da außer den Sonnenfluten auch die durch den im Verhältnis zur Erde ziemlich großen Mond erzeugten Mondfluten wesentlich in Betracht kommen. Darwin hat nun die durch Flutreibung veranlaßten Veränderungen der Mondbewegung und der Erdrotation von der Gegenwart sowohl nach vorwärts, als auch nach rückwärts verfolgt und ist zu dem Ergebnis gekommen, daß der Mond einst der Erde so nahe gewesen sein muß, daß er sie beinahe berührte und beide wie ein einziger fester Körper in ungefähr 3 bis 5 Stunden umeinander kreisten[1]).

Andere neuere Theorien. Die Kantschen Vorstellungen sind von dem Geologen Chamberlin und dem Astronomen Moulton in gemeinsamer Arbeit neu durchdacht und von den Schiefheiten befreit worden, die aus Kants Unkenntnis der Mechanik entsprangen (*Planetesimalhypothese*). Sie gewinnen etwa dieselbe Anschauung von der Ansammlung der ursprünglichen chaotischen Massen in einzelne Planeten, wie sie Kant gehabt hat, wobei nur der chaotischen Masse von Anfang an eine Rotationsbewegung zugeschrieben werden muß. Der Prozeß der Bildung der Planeten aus der Ansammlung kleiner Planetenkerne, der sogenannten „Planetesimals", wird in einer namentlich für die Erdgeschichte sehr anregenden Weise verfolgt. See hat besonders darauf hingewiesen, wie das widerstehende Mittel, das die zu einer gewissen Zeit übrig gebliebenen kleineren, meteoritenartigen Körper bilden, sich für die Ordnung des Systems und die Bildung nahezu kreisförmiger, in einer Ebene liegender Bahnen wirksam erweist.

[1]) Wir konnten hier nur ganz kurz die Resultate dieser schönen Arbeiten Darwins erwähnen und verweisen den, der sich näher dafür interessiert, auf das Buch dieses Gelehrten: Ebbe und Flut. Leipzig, 1911.

Eine exakte mathematische Theorie der Formveränderung eines sich abkühlenden rotierenden Gasballes ist auch schon für den Fall eines homogenen und homogen bleibenden Gasballes von größter Schwierigkeit. Indessen ist es Poincaré und Darwin gelungen, zu zeigen, daß in diesem Idealfalle sich die Kugel zunächst zu einem Rotationsellipsoid abplattet, dann ein dreiachsiges Ellipsoid wird, dann eine birnenförmige Gestalt annimmt und schließlich aller Wahrscheinlichkeit nach eine sanduhrförmige Figur erhält. Der Hals dieser Sanduhr wird immer dünner, bis er reißt und der ursprüngliche Körper sich in zwei Teile trennt. Wenn auch diese Theorie der homogenen rotierenden Masse mit der Bildung des Planetensystems kaum etwas zu tun haben dürfte, so gibt sie doch vielleicht ein angenähertes Bild der Entstehung des Mondes aus der Erde und der Entwicklung mancher Doppelsternsysteme.

Diese theoretischen Untersuchungen sind in neuerer Zeit von Jeans auf kompressible und nicht homogene Massen ausgedehnt worden. Man kommt dadurch den wirklichen Verhältnissen in Sternen wesentlich näher, und deshalb bedeuten diese Arbeiten einen großen Fortschritt für die Kosmogonie. Das Ergebnis dieser Untersuchungen ist, daß die Gestalten, welche ein rotierender, aus kompressibler, nicht homogener Masse bestehender Himmelskörper annehmen kann, ganz ähnlich der Folge von Gestalten sind, die homogene Massen annehmen können, und die wir eben aufgezählt haben. Der durch Kontraktion zusammenschrumpfende, in Rotation befindliche inhomogene Himmelskörper wird zuerst eine Figur annehmen, die einem abgeplatteten Rotationsellipsoid sehr ähnlich ist. Diese Gestalt wird unstabil, sobald ein bestimmter Grad der Abflachung erreicht ist. An ihre Stelle wird von nun an eine Figur treten, die einem dreiachsigen Ellipsoid ähnlich ist. Auch diese Gestalt wird wieder unstabil, wenn eine bestimmte Verlängerung der größten Achse erreicht ist. Es tritt dann dafür eine birnenförmige Gestalt ein, die schließlich damit endet, daß der Körper sich an der Stelle der Einschnürung ganz teilt und so in zwei getrennte Massen auseinander fällt. Aus dem einfachen Himmelskörper ist ein Doppelstern geworden. Der Zeitpunkt, wann diese Trennung in zwei Teile eintritt, hängt von der Masse des Himmelskörpers ab. Ein Stern von kleiner Masse, etwa $^1/_{10}$ der Sonnenmasse, wird sich nicht eher in einen Doppelstern teilen, als bis seine Dichte einen Wert zwischen $^1/_4$ und $^1/_2$ der Dichte des Wassers erreicht hat. Sterne von größerer Masse werden sich schon bei geringerer Dichte in zwei Teile spalten. Durch diese Erweiterung der Theorie auf kompressible Massen sind der Forschung neue Wege gebahnt worden, die unsere Kenntnisse über die kosmogonische Entwicklung der Himmelskörper wesentlich zu fördern versprechen. Wenn auch zunächst diesen Untersuchungen nur Resultate entsprungen sind, die sich auf Fixsterne und die Bildung von Doppelsternen beziehen, so liegt es doch auf der Hand, daß in Zukunft dieser streng exakte Weg die Grundlagen liefern wird, von

denen aus wir unsere Anschauungen über die Bildung unseres Planetensystems festigen und erweitern werden.

Schlußbetrachtung über die Nebularhypothese. Wie im Mikrokosmos, in der organischen Welt auf der Oberfläche unserer Erde, ist auch, wenn wir den Blick auf andere Weltkörper und in die Fernen des Sternhimmels richten, die allmähliche Entwicklung und stete Fortbildung aus einfachsten Anfängen auf Grund ewiger, der Materie innewohnender Gesetze anzunehmen, wenn wir überhaupt die Tatsachen, Zustände und Vorgänge der natürlichen Welt begreifen wollen.

Der Prozeß der Entwicklung begann, als das jetzt wahrnehmbare materielle Universum eine den Raum füllende chaotische Masse war; er dauert fort in seinem stetigen und notwendigen Verlaufe und wird enden, wenn Sonne und Sterne dunkle und kalte Massen toter Materie geworden sind. Der Leser wird fragen, ob diese Auffassung der Kosmogonie als feststehende wissenschaftliche Tatsache oder nur als ein Ergebnis der Forschung anzunehmen sei, welches die Wissenschaft mehr oder weniger glaubwürdig mache, über dessen Wert und Gültigkeit die Ansichten jedoch noch auseinander gehen. Es wäre vermessen, das erstere behaupten zu wollen, und wir müssen letztere Annahme für richtiger halten. Alle wissenschaftlichen Schlüsse beruhen mit Notwendigkeit auf dem Postulat, daß die Gesetze der Natur absolut unveränderlich sind, und daß deren Wirkungen nie von einer übernatürlichen Kraft oder Ursache durchkreuzt worden sind oder werden, von einer Kraft also, die nicht auch jetzt in der Natur in Wirksamkeit ist, oder die irgendwie von der Art abweicht, in welcher sie stets wirksam war. Die Frage nach der Richtigkeit dieses Postulats ist weniger eine Frage der Naturwissenschaft, als der Philosophie und des gesunden Menschenverstandes. Und alles, was wir speziell zugunsten der Nebularhypothese beibringen können, gipfelt darin, zu sagen: Die Vorgänge in der Natur in ihrem weitesten Umfange scheinen uns, wenn wir sie rückwärts verfolgen, auf diese Hypothese in irgendeiner Form zu führen, so wie die Art und Weise des Gehens einer Uhr uns zu dem Schlusse führt, daß sie einst aufgezogen wurde.

Was aber noch nicht in irgendwie befriedigender Weise gelöst ist, das ist das umgekehrte Problem: zu zeigen, daß eine chaotische Masse sich in ein System von der wunderbaren Symmetrie unseres Sonnensystems verdichten und umwandeln könne oder müsse, so daß sich die Planeten um die Sonne und die Satelliten um ihre Hauptplaneten in beinahe kreisförmigen Bahnen rotierend bewegen. Wir haben gesehen, daß Kants Ideen in mancher Hinsicht mit den seither entdeckten Gesetzen der Mechanik in Widerspruch standen. Die Art, wie Laplace die Bildung der Planeten aus der Sonnenatmosphäre erklärt, ist nicht hinreichend physikalisch begründet und mathematisch entwickelt, um überzeugend zu sein. Der von Poincaré, Darwin und Jeans mathematisch untersuchte Spaltungsprozeß einer rotierenden Masse

ist schwerlich auf die Bildung der Planeten aus der Sonne übertragbar. Auch die Planetesimalhypothese vermag noch nicht, in Strenge die Notwendigkeit des von ihr angenommenen Entwicklungsganges nachzuweisen.

Gegenwärtig können wir nur sagen, daß wir ohne die Nebularhypothese in irgendeiner Form auf jede Erklärung der Struktur des Planetensystems verzichten müßten, und daß uns die allgemeinsten Naturgesetze auf diese Nebularhypothese hinweisen. Ist jemand darüber zweifelhaft, ob diese Gesetze genügen, um den gegenwärtigen Zustand der Dinge zu erklären, so kann freilich die Wissenschaft keinen Beweis liefern, der überzeugend genug wäre, um seine Zweifel zu beseitigen, bevor nicht tatsächlich wahrgenommen wird, daß Planeten aus Sonnen entstehen, oder daß Nebelflecke sich zu Sternen und Systemen von Sternen verdichten.

4. Kosmogonie der Fixsterne.

Herschel glaubte, wie wir gesehen haben, in den Nebelflecken und Sternhaufen alle Übergänge von der chaotischen Gasmasse bis zu fertigen Sonnensternen vor sich zu haben. Auch viele neuere Autoren haben versucht, die Vorgeschichte des Sonnensystems auf Grund der Beobachtungen der Nebelflecke zu rekonstruieren. Dabei werden sie alle beherrscht von dem Zauber, der von den modernen Aufnahmen der Spiralnebel ausgeht, und sie suchen in einem Spiralnebel den Ursprung des Sonnensystems. Arrhenius, See, Chamberlin und Moulton teilen diese Anschauung. Letztere Autoren wollen in den Verdichtungen und Knoten der Nebelmaterie auch die ersten Anzeichen der Planetenbildung erkennen. Weiter versuchen alle diese Autoren auch, die Bildung der Spiralnebel selbst zu erklären, besonders im Hinblick auf die merkwürdige bipolare Natur der schönsten derselben. Arrhenius denkt an den Zusammenstoß zweier Sonnen, Moulton und Chamberlin vermuten die Wirkung einer starken Annäherung zweier Sonnen, See glaubt an die Begegnung zweier Meteorströme. Alle diese Hypothesen können nur mit großem Vorbehalt aufgenommen werden, da die Spiralnebel aller Wahrscheinlichkeit nach Massen von einer viel höheren Größenordnung sind als das Sonnensystem.

Arrhenius versucht sogar in kühner und bestechender Phantasie, einen zyklischen Verlauf des Weltganzen zu konstruieren, indem er annimmt, daß Spiralnebel sich allmählich durch Kondensation in Sonnen verwandeln, und daß erloschene Sonnen durch Zusammenstoß miteinander wieder in Spiralnebel übergehen. Er ist sich bewußt, daß jeder zyklische Weltverlauf, bei dem im Laufe der Zeiten im ganzen immer wieder dieselbe Verteilung der Energie und der Temperatur eintritt, im Widerspruch steht mit dem sogenannten zweiten Hauptsatz der mechanischen Wärmetheorie. Der zweite Hauptsatz oder der Satz von der Entwertung der Energie, spielt in der

neueren Physik eine nicht minder wichtige Rolle als der erste Hauptsatz, das oben besprochene Prinzip von der Erhaltung der Energie. Er besagt, daß bei Rückführung eines Systems in seinen früheren Zustand doch immer eine gewisse Entwertung der Energie eingetreten ist, die in einer Umsetzung der hochwertigen mechanischen, chemischen, elektrischen Energie in Wärme oder in einem Ausgleich der Temperatur verschiedener Körper besteht. Arrhenius glaubt, in dem Entweichen der äußersten Gasmoleküle eines Gasnebels aus seinem Anziehungsbereich ein Mittel gefunden zu haben, welches zur Hebung des Wertes der Energie führe. Es scheint aber dieses Mittel nicht wirksam genug zu sein, um wieder eine Konzentration der ganzen von der leuchtenden Sonne zerstreuten Energie zu bewirken.

Eine wesentliche Förderung auch der Kosmogonie ist von der zunehmenden Kenntnis der physischen Beschaffenheit der Fixsterne zu erwarten, wenn wir die naheliegende Voraussetzung machen, daß die verschiedenen Zustände der Fixsterne, die wir gegenwärtig beobachten, die Phasen einer bestimmten Entwicklung darstellen. Ausführlich ist in dem Kapitel über die physische Beschaffenheit der Sterne besprochen worden, wie Russell auf Grund der von Hertzsprung gefundenen Erscheinung, daß die roten Sterne in zwei getrennte Gruppen, die Giganten und Zwerge, zerfallen, eine Hypothese über den Entwicklungsgang eines Sternes aufgestellt hat. Russell nimmt an, daß im ursprünglichen Zustand der Stern aus einer äußerst dünnen Nebelmasse besteht, die bei geringer Temperatur eine große Oberfläche hat, so daß wir ihn als roten Giganten sehen. Entsprechend der Entwicklung einer Gaskugel nach der Kontraktionshypothese erwärmt sich jetzt diese Nebelmasse durch Kontraktion, zieht sich bei wachsender Temperatur bis zu dem Zustand eines weißen Sternes zusammen und durchläuft dann weiter mit abnehmender Temperatur dieselben Stadien rückwärts bis zu dem eines roten Sternes, und zwar jetzt eines Zwergsternes.

Diese Anschauungen über den Werdegang eines Sternes sind neuerdings durch die theoretischen Untersuchungen von Eddington über den inneren Aufbau der Sterne auf eine feste Grundlage gestellt und wesentlich erweitert worden. Schon in dem Abschnitt über die Quellen der Sonnenwärme haben wir bei der Besprechung der Kontraktionstheorie gesehen, wie man durch theoretische Überlegungen Einblick in den inneren Aufbau der Sonne und der Sterne gewinnen kann. Dieses Studium wird uns durch drei allgemeine physikalische Grundprinzipien ermöglicht, die im Innern der Sterne erfüllt sein müssen. Das erste beruht auf dem Gravitationsgesetz und ist die Bedingung, daß der Druck in jeder Schicht im Innern des Sternes genau dem Gewicht der darüber liegenden Massen gleich sein muß. Das zweite Prinzip ist die oben schon erwähnte Gasgleichung, die eine Beziehung zwischen Temperatur, Druck und Dichte eines Gases gibt. Zunächst gilt die Gasgleichung zwar nur für sehr verdünnte Gase, die sogenannten idealen

Gase; wir haben aber schon früher darauf hingewiesen, daß für den Zustand, in dem sich die Materie im Innern von Sternen befindet, die Gasgleichung, nötigenfalls in erweiterter Form, angewendet werden kann. Das dritte Grundprinzip, das uns zum Studium des Sterninnern zur Verfügung steht, ist die Bedingung des Strahlungsgleichgewichtes, die sich in folgender Form aussprechen läßt: Die in irgend einen kleinen Raumteil im Innern des Sternes hineingestrahlte Energie muß der aus dem Raumteil wieder ausgestrahlten Energie gleich sein.

Zunächst bot die Anwendung einer auf diesen drei Grundprinzipien beruhenden Theorie des inneren Aufbaues der Sterne unüberwindliche Schwierigkeiten. Es ergaben sich unmöglich hohe Beträge für die Gesamtenergie, die in einem Stern eingeschlossen sein mußte; außerdem folgten zu große Werte für die Absorption der Strahlung innerhalb des Sternes, was zu unlösbaren Widersprüchen führte und die Theorie unhaltbar machte. Da war es das Verdienst Eddingtons, gezeigt zu haben, daß diese Schwierigkeiten gehoben werden, wenn man den Strahlungsdruck berücksichtigt. Die auf irgend einen Körper auffallende Strahlung übt nämlich auf den bestrahlten Körper einen kleinen Druck aus, der sich theoretisch aus der Energie der Strahlung genau berechnen läßt und auch experimentell festgestellt und gemessen werden konnte. Dieser Strahlungsdruck spielt im Innern von Sternen bei der dort vorhandenen gewaltigen Strahlungsenergie eine große Rolle. Durch Einführung des Strahlungsdruckes gelang es Eddington, eine Theorie über den inneren Aufbau der Sterne aufzustellen, die den heute bekannten Erfahrungstatsachen vollkommen gerecht wird. Schwierigkeiten bestehen zwar auch jetzt noch in dieser Theorie; sie sind aber nicht mehr prinzipieller Art, sondern liegen hauptsächlich darin, daß wir die in den physikalischen Gesetzen auftretenden Zahlenwerte wohl für irdische Verhältnisse kennen, nicht aber für die Zustände der Materie, wie sie im Innern von Sternen herrschen.

Die Folgerungen dieser Theorie sind außerordentlich wichtig für die Kosmogonie der Fixsterne. Ein bedeutungsvolles Resultat ist zunächst, daß die Massen aller uns sichtbaren Sterne nahezu von derselben Größenordnung sein müssen, etwa 10^{33} bis 10^{34} Gramm[1]). Sterne mit kleineren Massen, so lehrt die Theorie, können nicht genügend hohe Temperaturen erreichen, daß sie uns als selbstleuchtende Sterne sichtbar werden könnten. Es mag also wohl in großer Zahl dunkle Sterne von kleiner Masse im Weltenraum geben, die uns aber niemals sichtbar werden können, weil sie nicht genügend heiß und damit selbstleuchtend werden können. Sterne mit Massen größer als etwa 10^{34} Gramm kann es deshalb nicht geben, weil nach der Theorie bei so großen Massen der Strahlungsdruck im Sterne so groß wird, daß die

[1]) Die Masse der Sonne beträgt 1.9×10^{33} Gramm.

Gravitationskraft nicht mehr ausreicht, die Materie zusammenzuhalten. Ein solcher Stern kann nicht bestehen, weil der Strahlungsdruck ihn sofort nach allen Seiten auseinander treiben würde. Mit den Erfahrungstatsachen der astronomischen Beobachtung stimmt dies überein; unsere Kenntnisse von den Massen der Fixsterne sind zwar noch sehr begrenzt, die bisher bestimmten Massen liegen aber fast alle innerhalb des von der Theorie zugelassenen Spielraumes.

Weitere wichtige Aufschlüsse liefert die Theorie des Strahlungsgleichgewichtes, wenn wir den Entwicklungsgang eines Sternes verfolgen. Die Theorie stellt zwischen der mittleren Dichte und der Oberflächentemperatur eine einfache Beziehung fest, die uns gestattet, die Oberflächentemperatur eines Sternes während seines Entwicklungsganges genau zu verfolgen. Wir gehen von einem weit ausgedehnten Nebelball von geringer Dichte und geringer Temperatur aus; die Dichte möge mehr als 10 000 mal geringer sein als die der Sonne und die Temperatur nur etwa 2000 bis 3000 Grad betragen, so daß die Oberfläche gerade eben sichtbare Strahlung auszusenden imstande ist. Während des gesamten Entwicklungsganges, soweit wir ihn verfolgen können, bleibt der Kontraktionsprozeß, der bei einem Wärme ausstrahlenden Stern infolge der gegenseitigen Anziehung der einzelnen Massenteilchen stattfindet, der einzig wirksame Faktor, der eine fortlaufende Veränderung des Sternes hervorruft. Dieser Kontraktionsprozeß bewirkt, daß der Gasball langsam zusammenschrumpft, wodurch seine mittlere Dichte allmählich größer wird; mit fortschreitendem Alter eines Sternes nimmt also seine mittlere Dichte während des ganzen Entwicklungsganges stets zu. Wie steht es nun aber mit der Oberflächentemperatur, die für die ausgesandte und uns sichtbare Strahlung des Sternes maßgebend ist? Hier gibt die von der Theorie gelieferte Beziehung zwischen mittlerer Dichte und Oberflächentemperatur Auskunft. Sie besagt, daß mit wachsender Dichte zunächst auch die Oberflächentemperatur steigt, jedoch nicht unbegrenzt, sondern nur bis zu einem Maximalwert, der erreicht wird, wenn die mittlere Dichte des Sternes etwa $^1/_{10}$ bis $^1/_2$ der Dichte des Wassers beträgt. Dieser Maximalwert der Oberflächentemperatur, den ein Stern erreichen kann, hängt von der Masse des Sternes ab. Sterne mit geringer Masse können nicht zu so hohen Temperaturen aufsteigen wie Sterne mit großer Masse. Um 3000° Oberflächentemperatur zu erreichen, muß ein Stern eine Masse von mindestens $^1/_7$ der Sonnenmasse haben; um 9000° Oberflächentemperatur erreichen zu können, muß er eine Masse gleich der Masse unserer Sonne haben; ein Stern von vierfacher Sonnenmasse erreicht als Maximalwert 15 000° Oberflächentemperatur. Bis diese Maximaltemperatur erreicht ist, entspricht also im Leben eines Sternes wachsender Dichte auch steigende Temperatur. Von nun an aber ändern sich die Verhältnisse. Zwar nimmt die mittlere Dichte des Sternes dauernd weiter zu, aber von jetzt an, so lehrt die vor-

liegende Theorie, entspricht wachsender Dichte ein Sinken der Oberflächentemperatur. Man kann sich dies durch die Überlegung verständlich machen, daß jetzt die Dichte des Sternes schon so groß geworden ist, daß sich die Materie nur schwer noch weiter zusammenpressen läßt, wodurch dem Kontraktionsprozeß ein großer Widerstand entgegensteht. Der Kontraktionsprozeß kann daher nicht mehr so schnell wie bisher von statten gehen, und der Energiegewinn des Sternes durch Kontraktion wird geringer. Eine allmähliche Abkühlung muß eintreten. Im weiteren Leben des Sternes wird also von nun an seine Oberflächentemperatur allmählich sinken, bis sie so gering geworden ist, daß sein Leuchten zu schwach ist, als daß wir ihn noch sehen könnten. Das also ist der von der Theorie des Strahlungsgleichgewichtes einem Sterne zugeschriebene Lebensweg: die mittlere Dichte gleichmäßig zunehmend, aber die Oberflächentemperatur von niedrigen Werten bis zu einem bestimmten Gipfelpunkt ansteigend und dann wieder zu niedrigen Werten herabsinkend.

Über die Veränderung der Helligkeit eines Sternes während seines Entwicklungsganges macht die Theorie eine einfache, interessante Aussage: Die Gesamtleuchtkraft bleibt während des ersten ansteigenden Teiles im Lebensgange des Sternes unverändert; nach der Überschreitung des Gipfelpunktes aber nimmt sie allmählich ab. Dies erklärt sich folgendermaßen: Zuerst ist die Oberflächentemperatur und damit auch die Oberflächenhelligkeit, d. h. die von einem Quadratzentimeter ausgestrahlte Lichtmenge, gering; die Oberfläche ist aber sehr groß, so daß die von der gesamten Oberfläche ausgestrahlte Lichtmenge gleichfalls groß ist. Mit zunehmender Dichte wird die Oberfläche des Sternes und dadurch auch die von der gesamten Oberfläche ausgestrahlte Lichtmenge kleiner. Andererseits steigt gleichzeitig die Oberflächentemperatur, und dadurch wird die Flächenhelligkeit, also auch die gesamte Leuchtkraft, größer. Die Theorie Eddingtons lehrt nun, daß diese beiden Faktoren sich gegenseitig aufheben, so daß die gesamte Leuchtkraft des Sternes während des Entwicklungsprozesses konstant bleibt. Das kann natürlich nur so lange der Fall sein, als die Oberflächentemperatur steigt; wird der Gipfelpunkt überschritten, so wirken die zwei Faktoren, Verringerung der Oberfläche und Abnahme der Oberflächentemperatur, im gleichen Sinne und bewirken ein allmähliches Sinken der Leuchtkraft des Sternes.

Ausführlich ist in dem Kapitel über die physische Beschaffenheit der Sterne besprochen worden, daß den einzelnen Spektralklassen der Sterne bestimmte Oberflächentemperaturen eindeutig zugeordnet sind. Den Spektralklassen in der Reihenfolge M, K, G, F, A, B entsprechen von Klasse zu Klasse steigende Oberflächentemperaturen, so daß die M-Sterne die geringste, die B-Sterne die höchste Temperatur haben. In der Beschreibung des Entwicklungsganges eines Sternes können wir also auch anstelle der Oberflächen-

temperatur die Spektralklasse setzen. Hiernach wird ein Stern in seinem ersten Stadium, als dünner ausgedehnter Nebelball, seinem Spektralcharakter nach ein M-Stern sein, dann wird er sich in einen K-Stern verwandeln, ein G-, F-, A-, B-Stern werden, womit er den Gipfelpunkt in seiner Entwicklung erreicht hat. Von nun an folgt der absteigende Ast, der Stern durchläuft jetzt dieselben Spektralklassen in umgekehrter Reihenfolge, indem er nacheinander A-, F-, G-, K-, M-Stern wird, bis schließlich seine Leuchtkraft zu gering wird und er deshalb unseren Augen entschwindet. Nicht alle Sterne werden jedoch in ihrem Lebensgange bis zum Spektraltypus B aufsteigen, weil, wie wir oben sahen, nicht alle Sterne die höchsten Temperaturen erreichen können, da die Höhe der Maximaltemperatur und dementsprechend der erreichbare Spektraltypus von der Masse des Sternes abhängt. Nur Sterne von sehr großer Masse erreichen den Spektraltypus B, Sterne von geringerer Masse kehren schon in einem früheren Stadium um, und die Sterne von den kleinsten Massen werden gar nicht über das M-Stadium hinauskommen. Wir haben früher gesehen, daß die B-Sterne tatsächlich die größten Massen besitzen.

Im aufsteigenden und im absteigenden Ast seines Entwicklungsganges zeigt also der Stern je einmal denselben Spektralcharakter; der Zustand des Sternes unterscheidet sich in beiden Fällen dadurch, daß im aufsteigenden Ast die mittlere Dichte sehr gering ist, während sie im absteigenden Ast groß ist. Diese Folgerung der Theorie stimmt mit der oben besprochenen, von Hertzsprung empirisch gefundenen Erscheinung überein, daß die Sterne der späteren Spektraltypen in zwei Gruppen zerfallen, in Riesensterne und Zwergsterne. Die Riesensterne sind die Sterne mit großer Oberfläche und demnach mit geringer mittlerer Dichte; sie befinden sich im aufsteigenden Aste ihres Lebensganges. Die Zwergsterne sind die Sterne mit großer, mittlerer Dichte, sie befinden sich im absteigenden Ast; unsere Sonne gehört zu diesen letzteren. Wir sind also jetzt durch die theoretischen Untersuchungen zu genau demselben Bild über den Lebensgang eines Sternes gekommen, das schon, bevor die Theorie entwickelt war, von Russell aus statistisch-astronomischen Erfahrungen heraus als Hypothese aufgestellt worden war. Die große Bedeutung der Theorie liegt darin, daß wir mit ihrer Hilfe nunmehr die im Entwicklungsgang eines Sternes vonstatten gehenden Veränderungen rechnerisch genau zu verfolgen imstande sind.

Schließlich ist die Forschung auf Grund der Ergebnisse über die Eigenbewegungen der Fixsterne kühn genug geworden, selbst einen Blick auf die Entstehung des ganzen Milchstraßensystems zu werfen. Kapteyn denkt sich, daß wir den Vermischungsprozeß zweier Sternsysteme miterleben, der sich in der Existenz der beiden Sternströme verrät. Seeliger erklärt die merkwürdige Tatsache, daß die Heliumsterne kleinere Geschwindigkeiten als die späteren Spektraltypen haben, daraus, daß die Heliumsterne größere Massen

haben, und daß diese größeren Massen aus einer größeren Zahl von einzelnen Partikeln entstanden sind, wobei die Wahrscheinlichkeit eines Ausgleichs der Geschwindigkeiten und geringer resultierender Gesamtgeschwindigkeit auch die größere ist. Es liegt dieser Erklärung offenbar der Gedanke an eine Art Kantscher Kosmogonie in dem ungeheuer vergrößerten Maßstabe des Milchstraßensystems zugrunde.

In neuester Zeit verdanken wir dem englischen Forscher Jeans eingehende Studien über die Kosmogonie der Fixsterne. Seine Arbeiten über die Gestalten, welche einzelne rotierende Sterne in ihrem Entwicklungsgang bis zur Trennung in einen Doppelstern annehmen können, sind schon oben besprochen worden. Aber Jeans hat nicht nur den Werdegang eines einzelnen Sternes verfolgt, sondern er hat auch, die verschiedenen Anschauungen und Hypothesen in ausführlicher Kritik sichtend, versucht, eine den letzten Ergebnissen physikalischer Erkenntnis angepaßte Vorstellung über die Bildung und Entwicklung unseres ganzen Sternsystems zu gewinnen. Das Resultat ist insofern negativ, als er zu dem Schluß kommt, daß die Zeit noch nicht gekommen ist, eine endgültige Entscheidung in diesen Fragen zu fällen, weil hierzu sowohl unser mathematisches Rüstzeug als auch das vorliegende Beobachtungsmaterial noch nicht ausreichen. Sucht man sich jedoch vom Werdegang unseres Sternsystems das Bild, welches die meiste Wahrscheinlichkeit für sich hat, zusammenzustellen, so dürfte man nach Jeans zu etwa folgender Vorstellung kommen: Vor Hunderten von Millionen Jahren bildeten alle Sterne unseres Sternsystems eine einheitliche, sehr dünne Gasmasse, die sich in langsamer Rotation befand. Infolge der Ausstrahlung von Energie mußte der oben ausführlich besprochene Kontraktionsprozeß einsetzen, die Gasmasse zog sich zusammen, und die Winkelgeschwindigkeit der Rotation mußte deshalb zunehmen. Die Gasmasse nahm dadurch mehr und mehr eine linsenförmige Gestalt an, wie wir sie ähnlich in den Spiralnebeln vor uns sehen. Der Kontraktionsprozeß mußte nun aufhören, und an seine Stelle trat ein Auflösungsprozeß, der zunächst damit begann, daß von dem scharfen Rande der linsenförmigen Scheibe Materie abgeschleudert wurde. Diese Abschleuderung fand besonders stark an zwei einander gegenüber liegenden Stellen statt, wo die abgeschleuderte Materie lange unregelmäßige Arme bildete. In vielen typischen Spiralnebeln sehen wir solche Arme deutlich ausgebildet. Da diese Arme mechanisch unstabil sind, sammelte sich die Materie innerhalb der Arme um einzelne Kondensationskerne an, bis die Arme schließlich ganz in einzelne Massenkerne aufgelöst waren. Jeder einzelne Massenkern entwickelte sich nun selbständig weiter, wurde durch Kontraktion heiß und ein leuchtender Stern. Viele mögen wegen ihrer Rotation dem Trennungsprozeß in einen Doppelstern oder einen vielfachen Stern anheimgefallen sein. So bildeten schließlich die entstandenen einzelnen Sterne einen Haufen von unregelmäßig bewegten Sternen. Dieser Haufen

ist unser jetziges galaktisches Sternsystem, in dem wir die linsenförmige Gestalt noch in der Konzentration der Sterne nach der Milchstraße erkennen, und innerhalb dessen sich die ursprünglichen Bewegungen längs der beiden Spiralarme noch in den beiden Sternströmen zeigen.

5. Die Vielheit der Welten.

Betrachten wir die Planeten als Himmelskörper gleich unserer Erde und die Sterne als Sonnen, deren jede vielleicht wieder ein Gefolge begleitender Planeten hat, so liegt natürlich der Gedanke nahe, andere Planeten könnten ebenso wie unsere Erde vernünftigen Wesen zum Aufenthalte dienen. Die Frage, ob es als allgemeine Regel anzunehmen sei, die anderen Planeten seien auf diese Weise bevölkert, ist für uns von Interesse, denn die Art ihrer Beantwortung bestimmt unseren Platz in der Schöpfung.

Viele denkende Menschen halten die Auffindung von Beweisen für die Existenz von Leben auf anderen Weltkörpern für Zweck und Ziel der astronomischen Forschung. Für sie mag es niederschlagend sein zu sehen, daß die Erlangung einer Gewißheit hierüber ganz hoffnungslos erscheint — so hoffnungslos in der Tat, daß sie aufgehört hat, die Aufmerksamkeit der Astronomen zu beschäftigen. Dem Geiste der neueren Wissenschaft widerstrebt die Spekulation über Fragen, deren Lösung auf wissenschaftlichem Wege nicht zu finden ist, und die gewöhnliche Antwort der Astronomen auf alle Fragen hinsichtlich des Lebens auf anderen Weltkörpern wird sein, sie wüßten nicht mehr über dieses Thema, als jeder andere, und könnten, da ihnen keine Tatsachen bekannt wären, aus denen sie Schlüsse zu ziehen vermöchten, nicht einmal eine bestimmte Meinung darüber aussprechen. Trotzdem werden viele Köpfe spekulieren, und die Wissenschaft wird, obgleich sie die Frage zu beantworten nicht imstande ist, diese Spekulationen wenigstens leiten und einschränken können. Es wird daher nicht ganz überflüssig sein zu zeigen, innerhalb welcher Grenzen die Spekulation mit den allgemeinen Forderungen und Ergebnissen der Wissenschaft vereinbar ist.

In erster Linie sehen wir, daß sich um unsere Sonne acht große Planeten bewegen, auf deren einem wir selbst leben. Unsere Fernrohre zeigen uns andere Sonnen in solcher Anzahl, daß sie jeder Zählung spotten. Sind diese Sonnen, gleich der unsrigen, Zentralkörper von Planetensystemen? Wenn unsere Fernrohre so verfeinert werden könnten, daß sie in den ungeheuren Entfernungen der Fixsterne solche Planeten zeigten, so wäre diese Frage mit einem Schlage erledigt; aber schon in viel geringerer Entfernung, als selbst in der des nächsten Fixsternes, würden alle Planeten unseres Systems vollständig aus dem Bereich der mächtigsten Teleskope kommen, die wir je zu konstruieren hoffen dürfen. Die Beobachtung kann uns deshalb über diesen Gegenstand keinerlei Aufschluß geben. Wir müssen zu kosmologischen

Erwägungen unsere Zuflucht nehmen, und diese führen uns zu dem Resultat, daß, wenn das ganze Universum sich aus nebelartigen Massen zu festen Körpern verdichtete und noch verdichtet, dieselbe Ursache, welche unsere Sonne mit Planeten umgeben hat, auch bei anderen Sonnen in gleicher Weise wirksam sein könnte.

Zugegeben aber, es existierten Planeten ohne Zahl im Weltraum, was für Anzeichen haben wir für ihre Bewohnbarkeit? Für einen einzigen Körper außer dem unsrigen wird die Frage durch das Fernrohr erledigt, nämlich für den Mond. Dieser hat weder Wasser noch Luft von merkbarer Dichte und ermangelt folglich der Hauptvoraussetzungen für organisches Leben. Die Vermutungen, welche man zuweilen über die mögliche Bewohnbarkeit der anderen, uns stets unsichtbaren Seite des Mondes äußerte, sind nichts weiter als Spiele der Phantasie. Die Planeten sind alle zu weit entfernt, um uns ein sicheres Urteil über die Beschaffenheit ihrer Oberfläche zu gestatten, und das wenige, was wir sehen können, weist darauf hin, daß sie außerordentlich verschiedenartig ist. Bei Mars allein finden sich Anzeichen, welche schließen lassen, daß er Ähnlichkeit mit unserer Erde hat, und er ist deshalb derjenige Planet, den wir uns am ehesten als bewohnt denken dürfen. Im ganzen genommen spricht die Wahrscheinlichkeit entschieden gegen die Annahme, ein beträchtlicher Teil der Himmelskörper sei zum Aufenthalt solcher Organismen, wie sie sich auf der Erde finden, geeignet, und die Zahl derjenigen, welche die Vorbedingungen für die Existenz zivilisierter Wesen besitzen, mag vollends ein sehr geringer Bruchteil des Ganzen sein.

Dieser Schluß beruht auf der Voraussetzung, daß die Lebensbedingungen auf anderen Weltkörpern dieselben sind, wie die auf der Erde. Man kann nun zwar eine solche Voraussetzung aus dem Grunde bestreiten, daß wir scheinbar kein Recht haben, der Macht der Natur, das Leben den jeweilig vorhandenen Bedingungen anzupassen, Schranken zu setzen, und weil die große Mannigfaltigkeit der Lebensbedingungen auf unserem Erdball — manche Tiere können leben, wo andere zugrunde gehen — alle Folgerungen über die Unmöglichkeit der Existenz von Organismen, die denen unserer Erde ähnlich sind, auf anderen Planeten hinfällig zu machen scheint. Der einzige Weg, diesem Einwurf wissenschaftlich zu begegnen, ist der, zu untersuchen, ob der Mannigfaltigkeit der Lebensbedingungen auf der Erde irgendwelche Grenzen gesteckt sind. Eine oberflächliche Prüfung ergibt, daß, während dem Begriffe „Leben" keine genau definierbaren Grenzen gesetzt sind, die höheren Formen tierischen Lebens jedoch keineswegs imstande sind, unter allen Bedingungen gleich gut zu existieren, und daß, je höher die Form, desto beschränkter jene Bedingungen sind. Wir wissen, daß sich kein Wesen, welches Beweise von Bewußtsein gibt, anders als unter dem vereinigten Einfluß von Luft und Wasser und innerhalb gewisser, sehr enger Temperaturgrenzen entwickelt; daß es auf unserer Erde kein Anpassungsvermögen der

Natur gibt, durch welches ein Mensch in den Polargegenden einen hohen Grad körperlicher oder geistiger Stärke erlangen oder bewahren könnte; daß auch die Wärme der heißen Zone der Entwicklung unseres Geschlechts gewisse Schranken setzt. Hieraus dürfen wir folgenden Schluß ziehen: Wenn große Veränderungen auf der Oberfläche unseres Erdballs vor sich gehen sollten, wenn die ganze Erde bis zur Temperatur der Pole sich abkühlen oder ihre Wärme sich bis zur Hitze der Tropen steigern oder sie allmählich von Wasser überflutet werden oder ihrer Atmosphäre verlustig gehen sollte, so werden die höheren Formen tierischen Lebens sich dem neuen Stande der Dinge nicht anpassen und keine neuen, gleich hohen Organismen entstehen. Auf Grund dieser Überlegungen dürfte wohl der Schluß berechtigt sein, daß angesichts der ungeheuren Verschiedenheit der Bedingungen, die sicherlich im Universum herrscht, nur an verhältnismäßig wenigen, begünstigten Stellen eine bedeutende Lebensentfaltung zu finden sein dürfte.

Eine andere Betrachtung führt zu fast demselben Resultat. Phantasiereiche Schriftsteller bevölkern nicht nur mitunter die Planeten mit Bewohnern, sondern berechnen auch die mögliche Zahl der Bevölkerung nach Quadratkilometern der Oberfläche und setzen freigebig Astronomen hinein, die unsere Erde mit mächtigen Teleskopen untersuchen. Es wäre Anmaßung, die Möglichkeit solcher Annahmen absolut leugnen zu wollen; daß sie jedoch im höchsten Grade unwahrscheinlich sind, wenigstens in bezug auf einen unserer Planeten, ergibt sich aus einer Betrachtung über das Bestehen der Zivilisation auf der Erde, das kurz ist, verglichen mit der Dauer ihrer Existenz als Planet. Als solcher hat sie sich wahrscheinlich Millionen von Jahren in ihrer Bahn bewegt; die Zivilisation aber besteht auf ihr noch nicht seit 10 000 Jahren, Fernrohre existieren erst seit drei Jahrhunderten. Hätte ein „Engel" die Erde in Zwischenräumen von je zehntausend Jahren besucht, um nach denkenden Wesen zu suchen, so würde er tausendmal oder öfter enttäuscht worden sein. Nach der Analogie zu urteilen, müssen wir annehmen, daß dieselben Enttäuschungen den erwarten würden, der jetzt eine ähnliche Entdeckungsreise von Planet zu Planet und von System zu System unternähme, bis er viele tausend Planeten untersucht hätte.

Nach alledem ist es wahrscheinlich, daß nur relativ sehr wenige der Planeten mit vernünftigen Wesen bevölkert sein können. Erwägen wir jedoch, daß die Planeten möglicherweise nach Hunderten von Millionen zählen, so mag jener kleine Bruchteil in Wirklichkeit eine bedeutende Anzahl darstellen, und viele darunter mögen von Wesen bewohnt sein, die in geistiger Beziehung den Menschen weit überragen. Hier dürfen wir unserer Einbildungskraft frei die Zügel schießen lassen und überzeugt sein, daß die Wissenschaft keinerlei Beweise weder für noch gegen die Richtigkeit dieser Phantasiegebilde liefern wird.

ANHANG.

Biographische Skizzen.

Griechen und Alexandriner.

Thales (ca. 640—560 v. Chr.) aus Milet, einer der sogenannten sieben Weisen Griechenlands und Gründer der Ionischen Schule. Soll als erster unter den Griechen eine Sonnenfinsternis (585) vorausgesagt haben.

Pythagoras (ca. 580—500 v. Chr.) aus Samos; stiftet in Kroton einen Bund zu ethisch-gemeinnützigen Zwecken (Schule der Pythagoräer). Grundprinzip seiner Lehre und Kosmologie ist die Idee des Maßes und der Harmonie.

Philolaus (zweite Hälfte des 5. Jahrhunderts v. Chr.) aus Süditalien; später in Theben; Pythagoräer. Berühmt durch sein Weltsystem des Zentralfeuers (nicht zu verwechseln mit der Sonne) und der Gegenerde.

Meton (ca. 440 v. Chr.), Mathematiker in Athen. Bringt durch seinen 19jähr. „Zyklus" zuerst den griechischen Kalender in Ordnung, den Kalippus (im 4. Jahrhundert v. Chr.) dann noch verbessert.

Plato (ca. 427—347 v. Chr.), aus edlem athenischem Geschlecht, als Jüngling Schüler des Sokrates. In Großgriechenland mit der Pythagoräischen Lehre bekannt geworden, gründet er nach Rückkehr in die Vaterstadt die „Akademie". Der Natur ist hauptsächlich der „Timäus" gewidmet; seine Erklärungsweise ist durchaus teleologisch, auf dem Prinzip des Guten gegründet.

Eudoxus (um 408—355 v. Chr.) aus Knidos, Schüler des Plato, gründet, nach einem Aufenthalt von sechzehn Monaten in Ägypten, selbst eine Schule, anfangs in Kyzikos, dann in Athen. Seinen Lebensabend verbrachte er in Knidos. Vorzugsweise Mathematiker, aber auch eifriger Beobachter des Himmels. Er konstruiert in seiner Theorie der homozentrischen Sphären ein konsequent durchgeführtes System der planetarischen Bewegungen.

Aristoteles (384—322 v. Chr.) aus Stagira. Vom 17. Jahre an war er Schüler von Plato bis zu dessen Tode, dann einige Zeit in Mysien, 343 von Philipp von Mazedonien zur Erziehung des jungen Alexander berufen. Während der Kriegszüge Alexanders lehrte er im Lyzeum zu Athen (Schule der Peripatetiker); von den Athenäensern der Gottlosigkeit angeklagt, flüchtete er 322 nach Chalkis auf Euboea, wo er bald darauf starb. — Seine real-empirische Philosophie steht im Gegensatz zur idealistischen Platos; seine astronomisch-kosmologischen Vorstellungen sind in den Büchern „vom Himmel" enthalten.

Eratosthenes (276—194 v. Chr.) aus Kyrene in Afrika; eines der bedeutendsten Mitglieder der von Ptolemäus Lagi gestifteten Akademie von Alexandrien. Versucht als erster, aus Beobachtungen die Größe der Erde abzuleiten.

Aristarch von Samos (um 265 v. Chr.). Einer der scharfsinnigsten Astronomen des Altertums; spricht sich für das heliozentrische System, die Bewegung der Erde um die Sonne, aus; versucht zuerst, auf geometrischem Wege die Sonnenentfernung zu bestimmen.

Hipparch (ca. 190—125 v. Chr.) aus Nicaea in Bithynien; längere Zeit auf der Insel Rhodos, mit Alexandrien in regem Verkehr; weitere Schicksale unbekannt. Größter Astronom des Altertums und Begründer der wissenschaftlichen, auf Beobachtung und nicht auf Spekulation beruhenden Astronomie. Macht sich besonders verdient durch Ausarbeitung der wahrscheinlich durch Apollonius von Perge begründeten Epizykel-Theorie. Bestimmt die Elemente der Bewegung der Sonne und des Mondes und findet die hauptsächlichste Ungleichheit der Mondbahn, die sogenannte Mittelpunktsgleichung. Unter Benutzung älterer Beobachtungen entdeckt er die Präzession und stellt nach eigenen Beobachtungen den ersten, leider nicht erhaltenen Sternkatalog her. Er führt auch die Trigonometrie in die sphärische Astronomie ein.

Ptolemäus, Claudius, in Ägypten geboren, um 140 n. Chr. in Alexandrien lebend; sonst nichts über ihn bekannt. Verfasser des berühmten Almagest (eigentlich *μεγίστη σύνταξις*), in welchem er die epizyklische Theorie und sein geozentrisches Weltsystem zu begründen sucht, und in welchem sich auch der erste uns erhaltene Sternkatalog befindet. Entdeckt die zweite Ungleichheit des Mondes, die Evektion. Bekanntester, wenn auch nicht bedeutendster Astronom des Altertums.

Araber.

Al-Ma'mûn (d. i. der Vertrauenswürdige; 786—833 n. Chr.), Chalif von Bagdad, Sohn des Hârûn ar-Raschîd (d. i. des Weisen). Fördert wie dieser die Wissenschaften und speziell auch die Astronomie und Geodäsie und erhält der Welt die Schriften des Aristoteles, Euklid und Ptolemäus durch Übertragung ins Arabische. Unter seiner Regierung beobachtete eine große Anzahl tüchtiger Astronomen auf der am Stadttor Schammâsîja zu Bagdad errichteten Sternwarte; auch wurde auf seinen Befehl in der Ebene Singâr, zwischen Euphrat und Tigris, eine Gradmessung ausgeführt.

Albategnius oder **Al-Battânî** (d. i. der Mann aus Battân, einem Flecken im Gebiet von Harrân; ?—929), lebte und beobachtete zu ar-Raqqa am oberen Euphrat und starb 929 auf der Rückreise aus Bagdad. Gilt für den größten arabischen Astronomen. Eifriger Beobachter und geschickter Rechner, als welcher er namentlich auch die trigonometrischen Methoden verbessert. Bestimmt neu die Elemente der Sonnenbahn und die Präzession. Seine astronomischen Tafeln gab C. A. Nallino unter dem Titel „Opus astronomicum" neu heraus (Mailand 1899 bis 1907).

Abû'l Wefâ' (d. i. der Vater der Ehrlichkeit; 940—998), aus Bûzgân in Nordpersien, einer der größten Mathematiker der Araber. Er schrieb außer verschiedenen mathematischen Abhandlungen auch eine Astronomie, genannt das vollständige Buch oder der Almagest, von dem Carra de Vaux einzelne Teile in französischer Übersetzung im Journal Asiatique 1892 herausgab. Abû'l Wefâ' förderte besonders die Trigonometrie.

Ibn Jûnis (?—1009), aus einer gelehrten Familie in Kairo stammend, war Hofastronom des Chalifen al-Ḥâkim, der ihm eine sehr bedeutende Sternwarte erbauen ließ, auf der Ibn Jûnis bis zu seinem 1009 in Kairo erfolgten Tode beobachtete. Sein astronomisches Tafelwerk nannte er seinem Gönner zu Ehren die Ḥâkimitischen Tafeln. Dieselben sind wohl das bedeutendste Werk arabischer Astronomie und zugleich eine Art Geschichte der Himmelskunde. Mit der deutschen Ausgabe einzelner Teile ist C. Schoy in Essen beschäftigt. Ibn Jûnis verbesserte besonders den Gnomon und bewies, daß dessen Schatten die Höhe des oberen Sonnenrandes, nicht des Sonnenmittelpunktes, gebe.

Naṣîr ed-dîn eṭ-Ṭûsî (d. i. Verbündeter der Religion aus Ṭûs), geboren 1201 zu Ṭûs in Chorâsân (d. i. Sonnenland), starb 1274 zu Bagdad. Universalgelehrter, besonders hervorragend als Philosoph, Mathematiker und Astronom. Sein astronomisches Hauptwerk sind die Ilchânischen Tafeln. Unter seiner Leitung ließ der Mongolenfürst Hôlâgû zu Meraga eine prächtige Sternwarte erbauen. Die Tafeln, in denen seine und seiner Mitarbeiter Beobachtungen niedergelegt sind, enthalten außer Planetentafeln auch einen Fixsternkatalog.

Alfons X. (1223—1284), König von Kastilien, „der Weise"; vorurteilsfreier Freund und Förderer der Astronomie, die zu seiner Zeit und in seinem Lande noch wesentlich arabischen Charakter trägt; wird später der Gotteslästerung angeklagt und entthront. Läßt die nach ihm genannten Alfonsinischen Tafeln konstruieren.

Ulúġ-Beg (d. i. der große Fürst; 1394—1449), Tatarenfürst. Förderer der Astronomie wie Al-Ma'mûn und Alfons, aber auch selbständiger Beobachter. Errichtet in Samarkand eine Sternwarte mit Instrumenten von riesigen Dimensionen. Beobachtet die meisten Sterne des Ptolemäischen Katalogs aufs neue und genauer, nachdem die Vergleichung mit dem von Aṣ-Ṣûfî (903—986) konstruierten Sternverzeichnis (1874 von Schjellerup herausgegeben) vielfach Fehler gezeigt hatte.

Von Kopernikus bis Kepler.

Purbach, Georg, oder Peuerbach (1423—1461), aus Peuerbach in Oberösterreich; Schüler Johanns von Gmunden an der Wiener Universität; dann in Rom, Ferrara und anderen Orten; seit etwa 1450 Nachfolger seines Lehrers in Wien. Scharfsinniger Mathematiker und fleißiger Schriftsteller. Beginnt eine später von Regiomontan vollendete „Epitome" zum Almagest zu schreiben und verfaßt die später häufig gedruckten „Theoricae novae planetarum".

Regiomontan (1436—1476), eigentlich Johann Müller, aus Königsberg in Franken. Schon in sehr jugendlichem Alter in Wien immatrikuliert, wo Purbach sein Lehrer und Freund wird. Die Bekanntschaft mit Kardinal Bessarion aus Trapezunt weckt in beiden den Plan einer Übersetzung des Almagest. Nach Purbachs Tode (1461) geht R. mit Bessarion nach Italien, wo er griechische Handschriften kauft und kopiert, sowie astronomische Beobachtungen anstellt. 1468 wird er Verwalter der griechischen Handschriften des ungarischen Königs Matthias Corvinus. 1471 siedelt er nach Nürnberg über, wo er mit Unterstützung des Bürgers Bernhard Walther eine Werkstatt, Sternwarte und Druckerei einrichtet. U. a. beobachtet er dort den Kometen von 1472 so gut, daß Halley die Bahn berechnen konnte. Aus seiner Druckerei läßt R. die berühmten Ephemeriden mit den Örtern von Sonne, Mond und Planeten nebst Angaben über die Finsternisse

hervorgehen. Ende 1475 ist R. wieder in Rom, um, einem Rufe Sixtus IV. folgend, die Kalenderreform zu bewirken, stirbt aber schon 1476. Das Gerücht, R. sei von Sixtus IV. zum Bischof von Regensburg ernannt worden, beruht auf dem Zeugnis des Humanisten Paul Jovius. Einige Schriften des R. erschienen erst nach seinem Tode, u. a. die „Epitome" zum Almagest 1496, die Trigonometrie 1533.

Kopernikus, Nikolaus, latinisiert aus Niclas Koppernigk (19. Februar 1473 bis 24. Mai 1543), Sohn eines Großkaufmanns deutscher Herkunft, der von Krakau nach Thorn ausgewandert war und daselbst die Schwester des späteren Bischofs von Ermland, Lucas Watzelrode, geheiratet hatte. Nach dem Tode des Vaters nahm sich der Oheim des zehnjährigen Knaben an. Im Jahre 1491 wurde er in Krakau immatrikuliert, wo er sich höchst wahrscheinlich unter Brudzewski schon mit Astronomie befaßt hat. 1496 ging er, um seine Studien fortzusetzen, nach Italien und ließ sich in Bologna in das Album der Natio Germanorum einschreiben. Er studierte dort Rechtswissenschaft, zugleich aber auch Griechisch und unter Novara Astronomie. Vier Jahre blieb K. in Bologna. Während dieser Zeit wurde er zum Domherrn in Frauenburg gewählt. Im Jahre 1500 hielt er astronomische Vorträge in Rom. Nach kurzem Besuch in der Heimat studierte er 1501—03 Rechtswissenschaft und Medizin in Padua und wurde 1503 in Ferrara zum Doktor des Kirchenrechts promoviert. Von 1506 bis 1512 war er als Leibarzt seines Oheims Watzelrode in Heilsberg tätig. Nach dessen Tode 1512 siedelte K. nach Frauenburg über, und dort blieb er als Domherr bis an sein Lebensende. (Freilich erlitt sein Aufenthalt daselbst längere Unterbrechungen, als er von 1516—19 und von 1520—21 den Posten eines „Administrators" von Allenstein bekleidete. 1523 war er, als der Bischofsstuhl vorübergehend unbesetzt war, sogar Generaladministrator von Ermland.) Das Laterankonzil (1514) ließ K. über die Kalenderreform befragen. Die Antwort lautete, die Jahres- und Monatslänge seien noch nicht genau genug bekannt, würden aber von ihm weiter beobachtet. Siebzig Jahre später dienten seine Bestimmungen auch wirklich als Grundlage für die Gregorianische Reform. Zur Aufstellung des heliozentrischen Systems war K. schon sehr frühzeitig (etwa 1506) gelangt; sein ganzes weiteres Leben widmete er der Ausarbeitung und Begründung desselben. Schon vor 1512 legte er in dem handschriftlich verbreiteten „Commentariolus" seine Ansichten über das Sonnensystem nieder; Abschriften dieser Abhandlung wurden im 19. Jahrhundert wieder aufgefunden. Gegen die Veröffentlichung seines großen Werkes hat sich K. lange gesträubt. Indessen gestattete er dem Joachim Rheticus, der 1539 aus Wittenberg zu ihm gekommen war, den Druck eines Vorberichtes, der „Narratio prima" (1540). Endlich erhielt Rheticus auf Drängen des Kulmer Bischofs Giese das ganze Manuskript, dessen Drucklegung in Nürnberg durch Osiander besorgt wurde. K. erhielt das fertig gedruckte Werk „De Revolutionibus" erst auf dem Totenbette (1543) und konnte daher nicht mehr erkennen, daß sein Sonnensystem durch eine Änderung auf dem Titelblatt und Einschiebung einer Vorrede Osianders als hypothetisch hingestellt wurde. Über die weitere Geschichte des Buches siehe S. 52.

Apianus, Peter, eigentlich Bienewitz (1495—1552), aus Leisnig in Sachsen; studiert in Leipzig und Wien; seit 1527 Professor der Mathematik in Ingolstadt. Sehr tüchtiger Beobachter, der auch selbst verschiedene Instrumente konstruiert. Durch seine „Cosmographia" (Landshut 1524) und sein Hauptwerk „Astronomicum Caesareum" (Ingolstadt 1540) weit bekannt. Er ist der Entdecker der Tatsache, daß die Kometenschweife stets von der Sonne abgewandt sind.

Reinhold, Erasmus (1511—1553), aus Saalfeld in Thüringen, wo er auch (an der Pest) stirbt. Seit 1536 mit Rheticus Professor der Mathematik in Wittenberg und wie dieser einer der ersten Anhänger von Kopernikus; berechnet auf Grund der neuen Lehre Planetentafeln unter dem Titel: „Prutenicae tabulae coelestium motuum" (Wittenberg 1551).

Rheticus, Georg Joachim (1514—1576), aus Feldkirch in Vorarlberg (Rhätien). Studiert in Zürich; später in Wittenberg, wo er Professor der Mathematik (1536 bis 1542) wird; dann wenige Jahre in gleicher Stellung in Leipzig, später in Ungarn. 1539 begab er sich zu Kopernikus nach Frauenburg. Von dort schrieb er über das Werk des letzteren eine Art Vorbericht „De libris revolutionum Nicolai Copernici narratio prima" (Danzig 1540) an Schoner in Nürnberg.

Wilhelm IV. (1532—1592), Landgraf von Hessen, genannt „der Weise". Eifriger und begabter Förderer der mathematischen Wissenschaften, der Geographie und namentlich der Astronomie, errichtete auf seinem Schlosse zu Cassel eine Sternwarte, wo er mit Rothmann und Bürgi fleißig beobachtete.

Tycho (Tyge) Brahe (14. Dezember 1546 bis 13. [24.] Oktober 1601), aus Knudstrup in Schonen, damals zu Dänemark gehörig, aus angesehener alter Adelsfamilie. Von seines Vaters Bruder an Kindesstatt angenommen, widmet er sich auf dessen Wunsch der Jurisprudenz und geht, nach dreijährigem Besuche der hohen Schule in Kopenhagen, 1562 nach Leipzig. Die leidenschaftliche Liebe zur praktischen Astronomie aber läßt ihn das Brotstudium nur mit Widerwillen betreiben; wo er kann, beobachtet er mit Hilfe der allereinfachsten Instrumente. Nach Absolvierung des Trienniums verweilt er kurze Zeit in der Heimat, dann, von 1566 bis 1570, setzt er seine Studien in Wittenberg, Rostock und Basel fort und knüpft auf Reisen mit Astronomen und Chemikern Bekanntschaft an. Nach längerem Aufenthalt in Augsburg kehrt er 1570 nach Dänemark zurück und bleibt, nach seines Vaters Tode, bei dem Oheim Steen Bille, der seine naturwissenschaftlichen Neigungen unterstützt oder doch nicht hindert. Die über den neuen Stern von 1572 verfaßte Schrift macht ihn weit bekannt. 1575 geht er wieder auf Reisen, namentlich nach Cassel zum Landgrafen Wilhelm von Hessen. Dieser Besuch entschied Tychos Zukunft. Friedrich II. von Dänemark, vom Landgrafen auf die hohe Begabung seines Landsmannes aufmerksam gemacht, veranlaßt ihn, der schon nach Basel übersiedeln wollte, in Dänemark zu bleiben. Er überläßt ihm die Insel Hveen im Sund, wo nun T. seine weltberühmten Sternwarten, die „Uranienburg" und die „Sternenburg", baut und dank königlicher Freigiebigkeit mit den kostbarsten Instrumenten und Apparaten ausrüstet. Mit zahlreichen Gehilfen, unter denen Longomontanus (1562—1647) der hervorragendste ist, lebt er hier ganz der Erforschung des Himmels und vermag seine hohen Talente für die Beobachtungskunst, sowohl in der Konstruktion wie in der Benutzung der Instrumente, aufs beste zu verwerten. Die wichtigste Leistung, die auf Hveen vollbracht wurde, ist die langjährige Beobachtung der Örter der Planeten, auf Grund deren Kepler später die Gesetze der Planetenbewegung feststellen konnte. Erst nach dem Tode Friedrichs (1588) wird Tychos Ruhe gestört; Widersacher, deren der heftige, selbstbewußte Mann nicht wenige hatte, untergraben seine Stellung bei Hofe, so daß er sich entschließt, Dänemark ganz zu verlassen (1597). Nach zweijährigem Aufenthalte bei dem befreundeten Grafen von Rantzau in Wandsbeck folgt er einem Rufe Rudolfs II. nach Prag als kaiserlicher Astronom und Mathematiker. Kaum aber zur Ruhe gelangt,

stirbt er plötzlich, seine unschätzbaren Beobachtungen dem größeren Nachfolger, seinem Gehilfen Kepler, überlassend. Tychos Größe liegt auf praktischem Gebiete, in der Beobachtung und Beobachtungskunst, der er neue Bahnen eröffnete. Sein Hauptwerk, welches auch sein Weltsystem (s. S. 48) enthält, sind die „Astronomiae instauratae progymnasmata" (2 Teile, Prag 1602). Ein zweites Werk: „Astronomiae instauratae mechanica" (Wandsbeck 1598) schildert seine Sternwarten und ihre Instrumente.

Maestlin, Michael (1550—1631), aus Göppingen in Württemberg. Studiert Theologie und Mathematik in Tübingen, wird 1571 Magister, 1576 Diakonus; 1580 Professor der Mathematik in Heidelberg, seit 1583 in gleicher Stellung in Tübingen. Lehrer und Freund Keplers.

Bürgi, Jost (1552—1632), aus Lichtensteig in der Schweiz. Ursprünglich Uhrmacher und Mechaniker; wird 1579 bei Wilhelm von Hessen „Hofuhrmacher", später Astronom; lebt von 1603 an in Prag bei Kaiser Rudolf und Kepler, zuletzt aber wieder in Cassel. Erfindet den Reduktionszirkel und, unabhängig von Neper, die Logarithmen.

Kepler (Keppler), Johannes (27. Dezember 1571 bis 15. November 1630 n. St.), als Siebenmonatskind armer lutherischer Eltern zu Weil der Stadt in Württemberg geboren. Der schwächliche, von Krankheiten heimgesuchte Knabe — die Pocken ließen eine lebenslängliche „Blödigkeit des Gesichts" zurück — wuchs unter den widrigsten Verhältnissen auf. Mannigfacher Wechsel des Aufenthalts unterbrach häufig den 1577 begonnenen Schulbesuch; gleichwohl trat die Begabung des Knaben so mächtig hervor, daß er schon 1584 in die Adelberger Klosterschule, zwei Jahre darauf in die Klosterschule in Maulbronn kommen konnte. Nach dem Baccalaureatsexamen trat er (1589) in das berühmte protestantisch-theologische Stift zu Tübingen ein und erwarb schon 1591 die Magisterwürde.

K. sollte Theologe werden, aber die starre Orthodoxie der Theologen schreckte ihn ab. Die neue Lehre des Kopernikus, in die ihn Maestlin einführte, vor allem aber der innerste Drang seiner reichbegabten Natur führten ihn zur Mathematik und Astronomie. Anfang 1594 nahm er die Lehrstelle für Mathematik und Moral an der Stiftsschule zu Graz an, und dieser Schritt entschied seine Zukunft. Sein dort verfaßtes Erstlingswerk „Prodromus dissertationum cosmographicarum continens mysterium cosmographicum" (Tübingen 1596) brachte ihm die Bewunderung von Galilei und Tycho. Graz behielt ihn nicht lange. Als 1598 eine Protestantenverfolgung in Innerösterreich ausbrach und ihm 1600 endlich die Alternative zwischen Katholischwerden oder Auswandern gestellt wurde, entschied sich der überzeugungstreue Mann für letzteres; im Herbst des Jahres folgte er einer Aufforderung Tychos, als Gehilfe an dessen Arbeiten teilzunehmen und speziell die Planetentafeln auf Grund der Tychonischen Beobachtungen neu zu berechnen. Das bei dem herrschsüchtigen Wesen Tychos unerquickliche Verhältnis löste, zum Glück für K., bald der Tod.

K. wurde nun an Tychos Stelle „kaiserlicher Mathematiker" mit einem Gehalte von 500 Gulden. Die Zeit in Prag ist wohl die wichtigste in K.s wissenschaftlichem Leben; er findet hier die beiden ersten seiner Gesetze, die er in der „Astronomia nova . . . . de Motibus stellae Martis" (Prag 1609) darlegt, und er begründet die Dioptrik und die Theorie der Fernrohre in seinen Schriften: „Ad Vitellionem paralipomena" (Frankfurt 1604) und vor allem der „Dioptrice" (Augs-

burg 1611). Je höher aber sein wissenschaftlicher Ruhm stieg, desto schwieriger und trauriger wurde sein äußeres Leben; Krankheiten und Todesfälle suchten seine Familie heim, und Geldnot — sein Gehalt wurde nie voll ausgezahlt — zwang ihn zu „nichtswürdigen Kalendern und Prognostica". So entschloß er sich, nach dem Tode seines kaiserlichen Beschützers Rudolf II., eine Stellung am Gymnasium zu Linz anzunehmen; 1612 siedelte er über, fand aber erst später Zeit, an die Vollendung der Planetentafeln, die seine astronomische Hauptaufgabe bildeten, zu gehen. Sie erschienen 1627 unter dem Titel „Tabulae Rudolphinae" und blieben die Grundlage aller Planetenrechnungen für ein volles Jahrhundert. Daneben aber sann der phantasiereiche Denker über die Geheimnisse im Bau des Sonnensystems, dessen Wesen er in einfachen Zahlenverhältnissen zu finden meinte. Sein 1619 zu Linz erschienenes Lieblingswerk: „Harmonices mundi libri V" ist der literarische Ausdruck dieser Bemühungen, und ihr wichtigstes Ergebnis ist das dritte Gesetz der planetarischen Bewegung. Auch verschiedene andere Schriften gab der unermüdliche Mann in dieser Zeit heraus, und alles dies ist um so bewundernswerter, als sich sein äußeres Dasein keineswegs günstiger als früher gestaltete. Nach dem Tode seiner ersten Frau (1611) hatte er sich 1613 wieder verheiratet; die Kinder aber, die aus dieser Ehe hervorgingen, starben bis auf zwei. Dazu kam ein neues Mißgeschick in Gestalt des Hexenprozesses seiner greisen Mutter, der ihn 1620 auf längere Zeit zu ihrer Verteidigung nach seiner Heimat führte. Der Schmerz, die verleumdete Frau als Hexe gefoltert zu sehen, blieb ihm glücklicherweise erspart. Auch unter den Wirren des 30jährigen Krieges hatte er zu leiden.

Alles dies veranlaßte ihn, 1628 zu Wallenstein nach Sagan zu gehen. Mit diesem war er schon früher bekannt geworden — er hatte ihm das Horoskop gestellt —, und Kaiser Ferdinand II. verwies K. jetzt an ihn wegen der Gehaltsrückstände. Der Friedländer förderte den großen Astronomen zwar in seinen wissenschaftlichen Arbeiten, leistete aber die zugesagte Zahlung nicht, sondern suchte ihn mit einer Professur an der Universität Rostock abzufinden. K. ging hierauf nicht ein, verließ vielmehr Sagan, um vor dem in Regensburg versammelten Reichstage seine Rechte geltend zu machen. Die Überanstrengung des langen Rittes warf ihn aber dort auf das Krankenbett, und nach kurzem Fieber starb der vielgeprüfte Mann am 15. November 1630. Gesamtausgabe seiner Werke von Frisch (8 Bände, Frankfurt 1858—1871).

Von Galilei bis Newton.

Galilei, Galileo (15. Februar 1564 bis 8. Januar 1642), Sohn eines Kaufmanns, aus Pisa, von wo die Familie später nach Florenz zog. G. wurde 1581 in Pisa immatrikuliert. Von seinem Vater gezwungen, Arzneikunde zu hören, studierte er privatim den Euklid und beobachtete die Konstanz der Schwingungsdauer des Pendels. 1585 nach Florenz zurückgekehrt, erfand er im Jahre darauf die hydrostatische Wage zur Bestimmung spezifischer Gewichte. Er erhielt 1589 eine Anstellung an der Universität Pisa, wo er die Fallgesetze untersuchte; 1592 siedelte er als Professor an die Universität Padua über. In seinen Vorlesungen lehrte er noch das Ptolemäische Weltsystem, bekannte sich aber in einem Briefe an Kepler schon 1597 zu dem des Kopernikus. Die Nova von 1604 erklärte er für eine möglicherweise terrestrische Ausdünstung. 1609 hörte er von einem in „Belgien" erfundenen Fernrohr, konstruierte sich selbst ein solches und konnte 1610 im „Sidereus nuncius" die Entdeckung von Mondbergen, Sternhaufen und

Jupitermonden ankündigen. 1610 entdeckte er auch die „Dreigestalt" des Saturn und die Phasen der Venus. Die Priorität Galileis hinsichtlich der Entdeckung der Sonnenflecke (vgl. S. 279) wurde in seiner „Istoria . . . intorno alle macchie solari" (1613) scharf betont. Gegen die deutschen Astronomen Kepler, Marius und Scheiner hat sich G. nicht immer freundlich gezeigt, gegen die beiden letzteren sogar äußerst feindselig. Die 1609 und 1619 veröffentlichten Keplerschen Gesetze streift G. nur einmal ganz dunkel im Dialogo 1632, wo sie ihm als Stütze für das Kopernikanische System hätten dienen können, wo es aber nur heißt: „Marte che tanto travaglia i moderni astronomi".

1610 wurde G. als Hofmathematiker und Hofphilosoph nach Florenz berufen. Dies wurde ihm zum Verhängnis, denn er bekannte sich nunmehr offen zum heliozentrischen Weltsystem, und die Frage, ob dieses mit den Lehren der Kirche vereinbar sei, kam zur Erörterung. Zu verschiedenen Malen gab G. seinen Ansichten über die Auslegung der einschlägigen Stellen der Bibel schriftlich Ausdruck. So kam es denn schließlich, daß 1615 der Dominikaner Lorini Anzeige bei der römischen Inquisition machte. G. ging 1615 selbst nach Rom, konnte aber nicht verhindern, daß am 24. Februar 1616 die Lehre vom Stillstand der Sonne und der Bewegung der Erde von den Theologen der Inquisition als töricht und schriftwidrig erklärt wurde. G. erhielt darauf von der Inquisition den Befehl, das verurteilte System weder festzuhalten noch zu lehren oder zu verteidigen, und versprach vor Zeugen Gehorsam. Im Juni 1616 nach Florenz zurückgekehrt, setzte er die Beobachtungen der Jupitermonde fort und schlug vor, mit Hilfe derselben die geographischen Längen zu bestimmen. Die drei Kometen des Jahres 1618 gaben Anlaß zu wissenschaftlichen Kontroversen, bei denen G. für den terrestrischen Ursprung der Kometen eintrat. Im Jahre 1624 ging G. nach Rom, um Urban VIII., der ihm als Kardinal Gunst erwiesen hatte, zu seiner Thronbesteigung zu beglückwünschen; er fand aber die Aussicht auf eine Zurücknahme des Verbots von 1616 nicht günstig.

Von 1626 an widmete sich G. der Abfassung eines großen Werkes, des „Dialogo . . . sopra i due Massimi Sistemi del Mondo", in welchem er sucht, das Kopernikanische System als richtig zu beweisen; 1629 war diese Schrift im wesentlichen vollendet. 1630 reiste G. wiederum nach Rom, um das Imprimatur und die Drucklegung zu erwirken; beides wurde aber erst 1632 in Florenz zustande gebracht.

Beim Erscheinen des Dialogo 1632 ernannte Urban VIII. eine Kommission von Gelehrten zu dessen Begutachtung. Die Kommission verlangte acht Änderungen an dem Werke selbst und erhob die Anklage auf Ungehorsam gegen das Dekret von 1616. Durch Berufung auf diese erste Verurteilung kam das Buch vor das Tribunal der Inquisition, und der Prozeß war für G. von vornherein verloren. Nach Rom zitiert, langte G. im Februar 1633 dort an und stieg beim toskanischen Gesandten ab. Für die ersten beiden Verhöre vom 12. bis zum 30. April erhielt G. eine Beamtenwohnung im Inquisitionspalast angewiesen. Zum Gesandten zurückgekehrt, verfaßte er seine Verteidigungsschrift, die er am 10. Mai einreichte. Am 21. Juni war das letzte Verhör, in welchem G. erklärte, seit 1616 das geozentrische System für das ausschließlich wahre gehalten zu haben. An diesem Tage mußte G. seine frühere Wohnung in der Inquisition beziehen, um am folgenden Tage sein Urteil zu vernehmen. Am 22. Juni wurde der schon 1616 erlassene Urteilsspruch vom Tribunal der Inquisition wiederholt und G. des Ungehorsams für schuldig erklärt. Um sich vom „Verdachte der Häresie" zu reinigen, mußte G. im großen Saale des Klosters Santa Maria sopra Minerva die

kopernikanische Lehre abschwören und für seinen Ungehorsam Gefangener der Inquisition bleiben, überdies drei Jahre lang wöchentlich die sieben Bußpsalmen beten. Der Dialog kam in das Verzeichnis der verbotenen Bücher, in dem er bis 1835 blieb. Am folgenden Tage, dem 23. Juni, erhielt G. die Erlaubnis, im toskanischen Gesandtschaftspalast zu wohnen, und am 30. Juni die weitere Vergünstigung, zum Erzbischof Piccolomini von Siena zu gehen. Am 1. Dezember 1633 wurde G. ermächtigt, nach Arcetri überzusiedeln, wo er einen Landsitz gemietet hatte, und wo er zurückgezogen leben sollte.

Acht Jahre waren G. in Arcetri noch beschieden, mit einer kurzen Unterbrechung in Florenz, wo er infolge seiner im Jahre 1637 eingetretenen Erblindung ärztlicher Hilfe bedurfte. Vorher war aber sein letztes Werk „Discorsi et dimostrazioni matematiche intorno a due nuove scienze" noch vollendet worden. Es enthält in Dialogform die in Padua gemachten Entdeckungen und Experimente über die Fallgesetze, die Pendelschwingungen und andere mechanische Probleme. Das Werk erschien 1638 in Leiden. G. verschied in Arcetri im 78. Jahre seines Lebens.

Fabricius, David (1564—1617), aus Esens in Ostfriesland; 1584 Pfarrer, erst zu Resterhave, dann (1603) zu Osteel, beide in Ostfriesland. Durch die Entdeckung der Mira Ceti (1596) und andere Beobachtungen mit Tycho und Bürgi, später auch mit Kepler bekannt geworden, mit dem er lebhaft korrespondiert. — Sein Sohn Johannes (1587 bis ca. 1617) entdeckt unabhängig von Galilei (der sie schon 1610 fand) am 9. März 1611 die Sonnenflecke, worüber die Schrift „De maculis in Sole observatis etc." (Wittenberg 1611) handelt. Von Kepler sehr geschätzt, ebenso der Vater, den Kepler für den besten Beobachter nach Tycho erklärte.

Bayer, Johannes (1572—1625), aus Rhain in Bayern, zu Augsburg als Rechtsanwalt gestorben. Gibt in seiner „Uranometria" (Augsburg 1603) den ersten großen und brauchbaren Sternatlas heraus; darin die noch jetzt gebräuchliche Bezeichnung der helleren Sterne durch das griechische und zum Teil durch das lateinische Alphabet.

Marius, Simon, eigentlich Mayr, (1573—1624), aus Gunzenhausen in Bayern. Hält sich 1601 kurze Zeit bei Tycho Brahe in Prag auf, studiert dann in Padua Medizin; von 1605 an als Hofastronom zu Ansbach. Einer der ersten und eifrigsten Beobachter mit dem Fernrohr; entdeckt unabhängig von Galilei und gleichzeitig mit ihm die vier Jupiter-Satelliten, 1612 den Andromeda-Nebel.

Scheiner, Christoph (1573—1650), aus Wald bei Mindelheim in Schwaben, Jesuit. 1610—16 Professor in Ingolstadt, wo er im März 1611 unabhängig von Galilei die Sonnenflecke entdeckt (s. S. 281). Siedelt 1616 nach Innsbruck über; kurze Zeit ist er auch Professor an der Universität Freiburg i. Br.; 1622 geht er nach Neiße, wo er bald darauf Rektor des Jesuiten-Kollegiums wird. 1624 reist er in Angelegenheiten dieses Kollegiums nach Rom und bleibt dort bis etwa 1633. Bis 1639 lebt er darauf in Wien, dann bis zu seinem Tode in Neiße. Großen Ruhm hat sich S. durch sein Werk über die Sonnenflecke „Rosa Ursina" (Bracciani 1630) erworben. Mit Galilei war er über die Sonnenflecke in heftigen Streit geraten; er hat sich übrigens niemals als ersten Entdecker derselben hingestellt. Zu erwähnen sind auch seine Erfindung des Storchschnabels (1603) und seine optischen, namentlich physiologisch-optischen Untersuchungen („Oculus h. e. fundamentum opticum", Innsbruck 1619).

Gassendi, Pierre (1592—1655), Sohn eines Bauern zu Champtercier bei Digne. Schon mit 16 Jahren Lehrer der Rhetorik in Digne und mit 19 Jahren Professor der Philosophie in Aix; 1623 Kanonikus, 1625 Propst an der Kathedrale in Digne; seit 1645 Professor der Mathematik am Collège royal zu Paris, lehrt aber vornehmlich Astronomie. Zum heliozentrischen System bekennt er sich offenbar nur deswegen nicht offen, weil es der Schrift zuwider ist, und gibt „um zu gehorchen" dem Tychonischen den Vorzug. Verfaßte Biographien von Tycho Brahe, Kopernikus, Purbach und Regiomontan. Seine Opera omnia (6 Bände) erschienen 1658 in Lyon.

Riccioli, Giov. Battista (1598—1671), aus Ferrara. Jesuit und Lehrer an verschiedenen Ordenskollegien, zuletzt in Bologna. Sorgfältiger Kompilator und fleißiger Beobachter, aber Gegner des Kopernikanischen Systems; sein Hauptwerk: „Almagestum novum" (Bologna 1651) enthält neben vielem prinzipiell Verkehrtem eine Fülle auch historischen Details.

Hevel, Johannes, eigentlich Höwelcke, latinisiert Hevelius (1611—1687), aus Danzig. Auf Wunsch seiner Eltern entschließt er sich zum Studium der Jurisprudenz; geht 1630 nach Leiden sowie nach England und Frankreich und kehrt 1634 nach Danzig zurück. Widmet sich später fast ausschließlich der Astronomie und errichtet sich eine große Sternwarte. Zugleich ist er in städtischen Ämtern tätig. Stirbt 1687 an seinem Geburtstag, dem 28. Januar. — H. ist nur Beobachter; natürliches Geschick und großer Eifer verbanden sich mit nützlichen Talenten, wie der Zeichen- und Kupferstecherkunst. Sein Verdienst liegt mehr auf beschreibend-topographischem als messendem Gebiete, und das größte hat er sich in seinem ersten Hauptwerke, der „Selenographia" (Danzig 1647), um den Mond erworben; H. ist der eigentliche Begründer der Mondtopographie. Mit den Kometen hat er sich eingehend beschäftigt, wie sein „Prodromus cometicus" (1665) und besonders die „Cometographia" (1668) zeigen; auch die im zweiten Hauptwerke, der „Machina coelestis" (2 Teile, 1673 und 1679), enthaltene Beschreibung seiner Instrumente bietet vieles Interessante.

Picard, Jean (1620—1682), aus La Flèche in Anjou. Erst Priester, Schüler von Gassendi, später dessen Nachfolger am Collège de France. Führt 1669 die erste genaue Gradmessung in Frankreich aus, wobei zum ersten Male Winkelmeßinstrumente mit Fernrohren angewendet werden (Mesure de la terre, Paris 1671). Begründet 1679 das erste französische astronomische Jahrbuch, die „Connaissance des temps"; gehört zu den besten Beobachtern seiner Zeit.

Cassini, Giov. Domenico (1625—1712), aus Perinaldo bei Nizza. 1650 Professor der Astronomie in Bologna und Ingenieur; wird 1669 zum Mitglied der Pariser Akademie und Astronomen der neuen, 1667—72 erbauten Sternwarte berufen. Hier, wie schon in Italien, als Beobachter ungemein tätig und erfolgreich, auch sehr fruchtbarer Schriftsteller. Erblindet in höherem Alter. Unter seinen wichtigsten Entdeckungen und Beobachtungen sind vier Saturnsatelliten, das Zodiakallicht, die Jupiterrotation zu nennen. — Es folgen ihm als Astronomen und in der Direktion der Pariser Sternwarte: der Sohn Jacques C. (1677 bis 1756), der nach Halley zuerst die Eigenbewegungen der Sterne weiter verfolgt; César François C. de Thury, dessen Sohn (1714—1784); Jacques Dominique C., Graf von Thury, der Urenkel (1748—1845).

Huygens, Christian (14. April 1629 bis 8. Juni 1695), aus angesehener Familie im Haag. Erhält vom Vater den ersten Unterricht; studiert dann die

Rechte in Leiden und Breda; unternimmt 1649 ausgedehnte Reisen nach Deutschland, Frankreich und England; publiziert nach seiner Rückkehr verschiedene wichtige mathematische Schriften, darunter: „De ratiociniis in ludo aleae“ (Leiden 1657), worin er den Grund zur Wahrscheinlichkeitsrechnung legt. 1666 wird er Mitglied der neuen Pariser Akademie; lebt in Paris bis 1681; von da an aber bis zu seinem Tode wieder im Haag. — H. ist einer der scharfsinnigsten und tätigsten Forscher, ebenso hervorragend als theoretischer Physiker, wie seine schönen Untersuchungen und Entdeckungen über das Licht, die Zentrifugalkraft, die Gestalt der Erde u. a. beweisen, wie als mechanischer Erfinder und astronomischer Beobachter. Er vervollkommnet das Fernrohr; entdeckt die wahre Gestalt des Saturnringes und den ersten Saturntrabanten, wovon die Schrift: „Systema Saturnium“ (Haag 1659) handelt, führt endlich das Pendel bei den Uhren ein, dessen Theorie er in dem „Horologium oscillatorium“ (Paris 1673) entwickelt.

Kirch, Gottfried (1639—1710), Sohn eines Schneiders in Guben, lebt später, hauptsächlich als Kalendermacher, im sächsischen Vogtlande, darauf in Koburg und in Leipzig, wo er eine Schülerin des Sommerfelder Bauern-Astronomen Arnold (1650—1695) heiratet. Später wieder in Guben, von wo er 1700 als Direktor an die neu zu errichtende Sternwarte nach Berlin berufen wird. Dort arbeitet er fleißig mit seiner Frau Margarete und seinen Kindern Christfried und Christine. Von ihm und seinem Sohne und Nachfolger Christfried K. (1694—1740) zahlreiche Beobachtungen von Kometen und Veränderlichen.

Römer, Olaus (Ole) (1644—1710), aus Aarhuus in Dänemark. Schüler und Freund von Picard; geht 1672 nach Paris, wo er Mitglied der Akademie und Erzieher des Dauphin wird und bis 1681 bleibt. Dann Professor der Mathematik in Kopenhagen. Begründet dort den Ruf der schon unter Longomontan errichteten Sternwarte. Bestimmt 1675 die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes; erfindet den Meridiankreis. Seine wertvollen Meridianbeobachtungen gingen 1728 bei einer Feuersbrunst zugrunde; nur die Beobachtungen dreier Tage wurden durch seinen Gehilfen und Nachfolger Peter Horrebow (1679—1764) erhalten.

Newton und seine Zeit.

Newton, Isaac (5. Januar 1643 bis 31. März 1727 n. St.), Sohn eines Gutsbesitzers zu Whoolstorpe in Lincolnshire. Wie Kepler, wurde auch N. zu früh geboren. Auf der Schule von Grantham, wohin er als zwölfjähriger Knabe kam, war er nichts weniger als hervorragend. Schon nach einem Jahre zur Mutter zurückgekehrt, sollte er ihr in ländlichen Geschäften beistehen, doch schien er zu nichts brauchbar, ein Träumer, dem ein Buch oder eine Maschine das Liebste war. Ein Oheim wurde endlich auf den absonderlichen Knaben aufmerksam und beschloß, ihn studieren zu lassen. Nach abermaligem Besuch der Schule in Grantham kam N. 1661 nach Cambridge. Teils selbständig, teils geleitet von seinem Lehrer Barrow, macht er nun die größten Fortschritte, beherrscht bald das Gesamtgebiet der Mathematik und schreitet selbst zu eigenen Untersuchungen. Inzwischen war er 1669 als Nachfolger Barrows Professor der Mathematik in Cambridge geworden, und 1672 nahm ihn die Royal Society als Mitglied auf. In der Cambridger Stellung blieb N. über 30 Jahre; doch wurde er 1696 zum Aufseher und 1699 zum Vorsteher der königlichen Münze ernannt, wodurch er ein reiches Einkommen erhielt. Er siedelte nun nach London über und wurde mit

Ehren überhäuft. 1703 wurde er zum Präsidenten der Royal Society gewählt, und er blieb dies bis zu seinem Tode. Da er unvermählt war, führte ihm seine Nichte, Miss Burton, das Haus. Erst im Jahre 1725 erkrankte er und starb 1727 auf seinem Landsitze in Kensington. Sein Leichnam ruht in dem Pantheon Englands, der Westminster-Abtei.

Newtons hervorragendste Leistung ist die Entdeckung des Gravitationsgesetzes; über die Geschichte derselben sind bereits S. 55 Angaben gemacht worden. Sein fundamentales Werk „Philosophiae naturalis principia mathematica" erschien 1687 in London.

Auf rein physikalischem und mathematischem Gebiete rühren von N. noch drei Hauptwerke her: die „Opticks" (London 1704), worin er seine sämtlichen Untersuchungen über das Licht systematisch zusammenstellt; die „Arithmetica universalis" (Cambridge 1707) und die „Analysis" (London 1711), worin u. a. die Grundzüge der Infinitesimalrechnung entwickelt werden. — In den Philos. Transactions findet sich seit 1672 eine Reihe hauptsächlich optischer Abhandlungen. Die Konstruktion des nach ihm benannten Teleskops fällt in das Jahr 1671.

Dörffel, G. Samuel (1643—1688), aus Plauen; Pfarrer in Plauen, zuletzt Superintendent zu Weida in Sachsen-Weimar. Weist in seiner Schrift über den großen Kometen von 1680 (Plauen 1681) auf die parabolische Bewegung der Kometen hin, die dann Newton streng nachweist.

Flamsteed, John (1646—1719), aus Derby. Vom Vater zum Geistlichen bestimmt; doch bricht sich bald die Liebe zur Astronomie Bahn. Verschiedene Beobachtungen von Sonnenfinsternissen und Kometen verschaffen ihm Ruf. Studiert dann von 1670 an in Cambridge; macht den König Karl II. auf die Notwendigkeit neuer und guter Beobachtungen, namentlich zur Bestimmung der Längen, aufmerksam und ruft 1675 auf diese Weise die königliche Sternwarte zu Greenwich ins Leben, deren erster Astronom („Astronomer Royal") er wird. Seine zahlreichen und für die damalige Zeit sehr genauen Beobachtungen liegen dem ersten großen modernen Sternkatalog, der „Historia coelestis Britannica" (London 1712 bzw. 1725), und dem „Atlas coelestis" (1729) zugrunde.

Halley, Edmund (1656—1742), Sohn eines wohlhabenden Seifensieders zu Haggerston bei London. Kommt siebzehnjährig nach Oxford und publiziert schon 1676 in den Philos. Trans. eine Abhandlung aus der Planetentheorie. Im gleichen Jahre reist er nach St. Helena, um die Sterne des südlichen Himmels zu beobachten. Das Ergebnis dieser Expedition war der „Catalogus stellarum australium" (London 1679). Die Beschäftigung mit der Theorie des Erdmagnetismus führt H. 1698 bis 1700 nach den Küsten des südlichen Afrika und Amerikas. Die wichtigste Frucht dieser beiden Expeditionen war die erste Deklinationskarte. 1720, nach Flamsteeds Tode, wurde er königlicher Astronom zu Greenwich, wo er hochbetagt starb. — H. ist einer der verdienstvollsten Astronomen. Er berechnete zuerst nach Newtons Methode die Bahnen von Kometen (über 20), unter denen der nach ihm benannte periodische Komet am bekanntesten ist. Seine Methode der Parallaxenbestimmung der Sonne aus Venusdurchgängen veröffentlichte er in den Phil. Trans. 1693 und 1716. Auf die Eigenbewegung verschiedener Fixsterne machte er 1718 aufmerksam.

Das achtzehnte Jahrhundert.

Bradley, James (1692—1762), aus Shireborn in Gloucester. Studiert anfangs Theologie und wird Pfarrer; etwa 1715 aber wird er durch seinen Oheim James Pound der Astronomie zugeführt, worin er so rasche Fortschritte macht, daß er schon 1721 Professor der Astronomie in Oxford wird. Von hier aus besucht er 1725 den Liebhaber-Astronomen Molyneux (1689—1728) zu Kew bei London, nimmt an dessen Beobachtungen von γ Draconis teil, setzt sie dann allein fort und findet 1728 die Erklärung der auffallenden Ortsveränderungen in der Aberration des Lichtes. Hierdurch ist sein Ruf begründet; er erhält nach Halleys Tode die Direktion der Greenwicher Sternwarte, deren größter Beobachter er wird. Zunächst vollendet er hier die schon früher begonnenen, auf die Nutation bezüglichen Beobachtungen. Mit neuen Instrumenten, Mauerquadrant und Passageninstrument, stellt er dann, unter Berücksichtigung der Instrumentalfehler und der Refraktion, seit 1750 die schönen Meridianbeobachtungen von Fixsternen an, welche alle vorangegangenen an Genauigkeit weit übertreffen. Seine angegriffene Gesundheit nötigte ihn 1761, Greenwich zu verlassen und aufs Land nach Chalford zu ziehen, wo er am 13. Juli 1762 starb.

Bouguer, Pierre (1698—1758), aus Croisic in der Bretagne. Später in Paris, seit 1731 als Mitglied der Akademie. Nimmt 1735—1743 mit La Condamine an der großen Gradmessungs-Expedition nach Peru teil. Feiner Physiker und Beobachter; legt neben Lambert den Grund zur wissenschaftlichen Photometrie in seiner Schrift: „Essai d'optique" (Paris 1729); konstruiert unabhängig von Savery das Heliometer (1748).

Maupertuis, Pierre Louis Moreau de (1698—1759), aus vornehmer Familie zu St. Malo. Anfangs Militär; nahm als Dragoner-Kapitän seinen Abschied und wandte sich der Wissenschaft zu. Schon 1723 „Adjoint" der Pariser Akademie; leitet 1736 die Lappländische Gradmessungs-Expedition, deren Resultate in „La figure de la terre etc." (Paris 1738) veröffentlicht sind. Wird 1740 von Friedrich dem Großen nach Berlin berufen, dort 1746 Präsident der Akademie der Wissenschaften, kehrt aber 1756 nach Frankreich zurück. Auf einer Reise stirbt er bei seinem Freunde Joh. Bernoulli in Basel.

Dollond, John (1706—1761), aus Spitalfields bei London; Sohn eines französischen, nach England geflüchteten Protestanten. Anfangs Seidenweber, seit 1752 Optiker. Konstruiert von 1757 an, wenn auch nicht als erster (vgl. S. 111), Achromaten, um deren Vervollkommnung sich dann sein Sohn Peter D. (1730 bis 1820) verdient macht.

Euler, Leonhard (1707—1783), aus Basel. Schüler speziell von Joh. Bernoulli; geht 1727 als Akademiker nach St. Petersburg; lebt 1741—1766 in gleicher Stellung zu Berlin, von da ab wieder in St. Petersburg. Erblindet 1735 auf einem, 1766 auf dem zweiten Auge. — Einer der genialsten Mathematiker und fruchtbarsten Schriftsteller, die überhaupt gelebt haben; die Zahl seiner publizierten Arbeiten beträgt über 750, wozu noch über 200 nachgelassene treten. Die Astronomie, speziell die Störungstheorie, förderte er in zahlreichen Abhandlungen; wichtig ist sein Werk „Theoria motuum planetarum et cometarum" (Berlin 1744). 1747 weist er auf die Möglichkeit achromatischer Fernrohre hin.

Lacaille, Nicolas Louis de (1713—1762), aus Rumigny in Thiérache. Anfangs Theologe; von Jacques Cassini für die Astronomie gewonnen; als Astro-

nom zuerst bei der französischen Gradmessung tätig; wird 1739 Professor der Mathematik am Collège Mazarin, 1741 Mitglied der Akademie; lebt 1751—54 in deren Auftrage am Kap der Guten Hoffnung, wo er eine Gradmessung ausführt, namentlich aber zahlreiche südliche Sterne beobachtet; sein Katalog „Coelum australe stelliferum" (Paris 1763) enthält nahezu 10 000 Objekte.

Clairaut, Alexis Claude (1713—1765), aus Paris. Schon im Alter von zwölf Jahren reichte er der Pariser Akademie eine Abhandlung mathematischen Inhalts ein und wurde mit 18 Jahren Mitglied der Akademie. Er war ein hervorragender Theoretiker, der durch seine Untersuchungen über die Bewegung des Mondes und über die Figur der Erde (er nahm auch an der Lappländischen Gradmessung unter Maupertuis teil) sowie durch seine Vorausberechnung der Wiederkehr des Halleyschen Kometen 1759 berühmt geworden ist.

d'Alembert, Jean le Rond (1717—1783), aus Paris. Als uneheliches Kind bei der Kirche Jean le Rond ausgesetzt und von der Frau des Glasers Alembert aufgezogen. Nach vielseitigen Studien wandte er sich den exakten Wissenschaften zu und wurde 1741 Mitglied der Akademie. In seinem „Traité de dynamique" (1743) ist das nach ihm benannte Prinzip enthalten. Im übrigen hat er verschiedene Beiträge zur Mechanik des Himmels geliefert und außerdem eine umfassende literarische Tätigkeit entfaltet (Herausgabe der „Encyclopédie" im Verein mit Diderot).

Mayer, Christian (1719—1783), aus Meseritsch in Mähren. Jesuit; erst Lehrer in Aschaffenburg, dann Professor der Mathematik in Heidelberg, auch kurpfälzischer Hofastronom in Mannheim, wo er eine Sternwarte errichtet. — Lenkt durch seine Schrift: „Gründliche Verteidigung neuer Beobachtungen von Fixsterntrabanten" (Mannheim 1778) die Aufmerksamkeit auf die bis dahin sehr vernachlässigten Doppelsterne.

Mayer, Joh. Tobias (1723—1762), aus Marbach in Württemberg. Früh verwaist und in ärmlichen Verhältnissen lebend, zuerst in Marbach, dann in Erlangen aufgewachsen, ist er wesentlich Autodidakt. Schon im 18. Jahre veröffentlicht er eine geometrische Abhandlung. Von Augsburg, wo er einige Zeit zubrachte, geht er 1746 als Mitarbeiter am Homannschen Landkarteninstitut nach Nürnberg und folgt 1751 einem Rufe als Professor der Mathematik nach Göttingen; 1754 erhält er die Aufsicht über die dortige kleine Sternwarte. Ein frühzeitiger Tod endigte sein Leben. M. ist einer der tüchtigsten Astronomen des 18. Jahrhunderts; namentlich haben ihm seine Mondtafeln und die darauf beruhenden Methoden der Längenbestimmung zur See dauernden Ruhm gesichert. Das englische Parlament gewährte seiner Witwe für die schon 1752 in der Hauptsache vollendeten „Novae tabulae motuum Solis et Lunae" einen Teil des Preises, den es für die beste Methode der Längenbestimmung bereits 1713 ausgesetzt hatte; mit M. teilten sich in den Preis Euler, welcher die Theorie der Mondbewegung wesentlich vervollkommnet hatte, und der Uhrmacher Harrison. Auch als Erfinder ist er glücklich; er beschreibt das Prinzip der Multiplikation der Winkel und einen Spiegelkreis, der ähnlich später von Borda ausgeführt wurde. Ebenso macht er sich um die Mondtopographie verdient, stellt relativ genaue Beobachtungen für einen Sternkatalog an und sammelt Daten zur Eigenbewegung der Fixsterne.

Lambert, Johann Heinrich (1728—1777), aus Mülhausen im Elsaß; Sohn eines Schneiders. Arbeitet sich durch eigene Kraft empor zum Buchhalter eines

Eisenwerkes, Sekretär eines Baseler Professors, endlich Hauslehrer beim Präsidenten v. Salis in Chur. Unternimmt 1756—58 mit seinen Zöglingen Reisen nach Deutschland, Holland, Frankreich; lebt darauf längere Zeit in Bayern; endlich als Mitglied der Akademie der Wissenschaften (1765) in Berlin. — L. ist ebenso scharfsinnig als Physiker und Mathematiker, wie ideenreich als Philosoph, dabei literarisch äußerst fruchtbar. Seine astronomischen Verdienste beruhen hauptsächlich in der Photometrie, deren mathematischer Begründer er wurde, wie Bouguer der experimentelle, in seinen Beiträgen zur Kometenbahntheorie und in seinen kosmologischen Ideen; sie werden durch die drei Hauptschriften charakterisiert: die „Photometria" (Augsburg 1760), die Schrift „Insigniores orbitae cometarum proprietates" (Augsburg 1761) und die „Kosmologischen Briefe" (Augsburg 1761).

Messier, Charles (1730—1817), aus Badonviller in Lothringen. Von De l'Isle zum praktischen Astronomen herangebildet. Macht sich besonders durch zahlreiche Kometenentdeckungen bekannt und liefert die ersten brauchbaren Nebelkataloge.

Lalande, Joseph Jérome le François de (1732—1807), aus Bourg-en-Bresse. Tritt früh in eine Jesuitenschule ein, geht aber bald nach Paris, um auf Wunsch der Eltern Jura zu studieren. Die schon früh hervortretende Liebe zur Astronomie führt ihn zu De l'Isle und Lemonnier, deren eifrigster Schüler er wird. Auf des letzteren Verwendung wird er 1751 von der Akademie zu astronomischen Zwecken nach Berlin gesandt. Nach seiner Rückkehr geht er bald wieder nach Paris, um sich ganz der Astronomie zu widmen. Wird 1753 Mitglied der Akademie, 1761 Professor am Collège de France, später Direktor der Sternwarte der Ecole militaire. — L. ist einer der fleißigsten Beobachter der neueren Zeit und einer der fruchtbarsten astronomischen Schriftsteller. Als Beobachter hat er sich vor allem durch seine zuerst in großem Stil ausgeführten Zonenbeobachtungen verdient gemacht, deren größten Teil (über 47 000 Sterne enthaltend) Baily auf Veranlassung der British Association herausgab (London 1847). Sein bekanntestes Werk ist sein Lehrbuch der Astronomie (1764).

Maskelyne, Nevil (1732—1811), aus London; Doktor der Theologie. Geht 1761 zur Beobachtung des Venusdurchganges nach St. Helena, 1763 zur Prüfung der Harrisonschen Chronometer nach Barbados; wird 1765 Astronomer Royal zu Greenwich und veranlaßt 1767 die Herausgabe des Nautical Almanac. Unternimmt mit Hutton 1774 die Messungen am Berge Shehallien zur Bestimmung der Erddichte.

Bailly, Jean Sylvain (1736—1793), aus Paris. Kustos der königlichen Gemäldesammlungen und Mitglied der drei französischen Akademien. Durch Lacaille zur Astronomie geführt, der er sich theoretisch, in verschiedenen Abhandlungen über die Jupitersatelliten und Jupiter selbst, sowie praktisch widmet. Nach Ausbruch der französischen Revolution wird er zum Präsidenten der ersten Nationalversammlung und dann zum Maire von Paris erwählt, unter der Herrschaft der Jakobiner aber hingerichtet. — In seinen Werken, der „Histoire de l'astron. ancienne" (Paris 1775), der „Hist. de l'astron. moderne" (3 Voll. 1779—82) und dem „Traité de l'astron. indienne et orient." (1787) gibt er eine Darstellung der Geschichte der Astronomie.

Lagrange, Joseph Louis (1736—1813), aus Turin. Nach kurzem Besuche der Universität wird er bereits 1753 Professor der Mathematik an der Artillerieschule

in Turin; folgt 1766 einem Rufe Friedrichs des Großen nach Berlin, wo er an Eulers Stelle Direktor der mathematischen Klasse der Akademie der Wissenschaften wird. 1787 geht er nach Paris, wo er die Professur für Mathematik an der Ecole normale und Ecole polytechnique einnimmt. — Neben Euler ist L. der größte Mathematiker, speziell Analytiker, der Vor-Gaußischen Zeit, und mit der Variationsrechnung, die er begründet, wie mit seinem fundamentalen Werke, der „Mécanique analytique" (Paris 1788), hat er auch der physischen Astronomie ganz neue Bahnen eröffnet.

Herschel, Friedrich Wilhelm (15. November 1738 bis 25. August 1822), aus Hannover. Sein Vater konnte ihm und seinen neun Geschwistern nur eine mittelmäßige Erziehung geben; doch zeigte sich der junge Wilhelm als fähiger Schüler und namentlich auch musikalisch begabt. Ende 1755 kam H. als Hoboist der Garden zuerst nach England, kehrte aber im folgenden Jahre nach Deutschland zurück. Er verließ das Land seiner Geburt zum zweiten Male nach der Schlacht von Hastenbeck (26. Juli 1757); sein nicht sehr kräftiger Körper soll den Strapazen des Krieges, den er zum Teil mitmachte, nicht gewachsen gewesen sein. Über die ersten Jahre des Aufenthaltes in England weiß man wenig; vermutlich hat er durch Musikunterricht sein Leben gefristet. Die Unterstützung eines Gönners brachte ihm indessen bald eine bessere Stellung. Er erhielt 1765 die Organistenstelle in Halifax und im folgenden Jahre eine gleiche, einträgliche Stellung in Bath. An beiden Orten suchte er die Lücken seiner Bildung durch eifriges Studium auszufüllen. Zur Mathematik führte ihn die Theorie der Musik, und durch die Mathematik wiederum wurde er zur Optik geleitet. Als etwa 1766 ein kleiner Reflektor in seinen Besitz gelangte, fing er an, Spiegel zu schleifen und, als ihm 1774 das erste größere Spiegelteleskop gelungen war, praktischer Astronom zu werden. Gleichwohl vernachlässigte er seinen Beruf nicht; er blieb noch jahrelang Organist zu Bath. Erst als ihm, am 13. März 1781, die Entdeckung des Uranus glückte und er dadurch mit einem Schlage ein berühmter Mann wurde, änderten sich die Verhältnisse. Die Royal Society machte ihn zu ihrem Mitgliede; König Georg gewährte ihm ein Jahresgehalt von 200 £ und damit die Mittel, sich nur der Wissenschaft zu widmen.

Mit seiner Schwester Karoline, die er 1772 aus der Heimat geholt, und die von da ab als treue Gehilfin seine Arbeiten teilte, zog H. nun (1782) nach Datchet bei Windsor und Anfang 1786 nach Slough. Inzwischen waren die Spiegelteleskope, deren er mit seinem Bruder Alexander eine außerordentlich große Zahl konstruiert hatte, an Größe und Vollendung gewachsen und hatten, da er viele ins Ausland verkaufte, auch seinen Ruf als praktischer Optiker begründet. Die Versuche führten schließlich zum Bau des bekannten 40füßigen Riesenteleskops.

Die Behaglichkeit des Hauses wuchs, als er im Jahre 1788 die verwitwete Tochter eines begüterten Kaufmanns in Slough heiratete. Sein weiteres Leben verbrachte er in Slough und überließ schließlich seinem Sohne, John H., die Fortführung der stellarastronomischen Arbeiten, die seinen Ruhm begründet hatten. Nach mehrmonatiger Krankheit verschied er ruhig am 25. August 1822.

Mit seinen mächtigen Instrumenten durchforschte er den Fixsternhimmel systematisch; seine Beobachtungen, Experimente und Forschungen finden sich in etwa 70 Abhandlungen in den Philos. Transactions von 1780—1818 niedergelegt, neu herausgegeben als „Scientific Papers" (London 1912), 2 Bde.

Schröter, Johann Hieronymus (1745—1816), aus Erfurt. Studiert die Rechte und wird 1778 Braunschweigisch-Lüneburgischer Oberamtmann zu Lilien-

thal bei Bremen, wo er sich eine Privatsternwarte baut. Beobachtet hier an guten Spiegelteleskopen, unterstützt von Gehilfen, wie Harding und Bessel. Die Sternwarte wurde 1813 von den Franzosen geplündert und verbrannt, worauf Schr. nach Erfurt zurückkehrte. — Namentlich stellte er topographische Beobachtungen am Monde und an anderen Körpern des Sonnensystems an.

Piazzi, Guiseppe (1746—1826), aus Ponte im Veltlin. Tritt 1764 in Mailand in den Theatinerorden; studiert Philosophie und Theologie in Turin und Rom; 1769—79 Lehrer und Prediger an verschiedenen Orten, endlich Professor der Mathematik an der Accademia in Palermo und Direktor der dortigen, 1790/91 erbauten Sternwarte bis 1817, wo er als Generaldirektor der Sternwarten Neapel und Palermo nach ersterem Orte übersiedelt. Als Entdecker des ersten kleinen Planeten, der Ceres, in weiteren Kreisen bekannt. Seine wichtigste Leistung ist sein über 7500 Örter enthaltender Fixsternkatalog.

Bode, Johann Elert (1747—1826), aus Hamburg. Wird 1772 von dort als rechnender Astronom nach Berlin berufen, wo er 1774 das Berliner Astronomische Jahrbuch begründet und 1786 zum Direktor der Sternwarte ernannt wird. Durch seine in vielen Auflagen erschienene „Anleitung zur Kenntnis des gestirnten Himmels" (1. Aufl. 1768), seine Sternkarten und populären Schriften um die Verbreitung astronomischer Kenntnisse verdient.

Delambre, Jean Bapt. Joseph (1749—1822), aus Amiens. Erst Hauslehrer in Paris, dann, 1782, durch Lalande für die Astronomie gewonnen, nach dessen Tode Professor der Astronomie am Collège de France. Als praktischer Astronom und Geodät an der Gradmessung beteiligt, worüber das große Werk „Base du système métrique" (3 Voll. Paris 1806—10) handelt; berechnet Tafeln der Sonne, der großen Planeten und Jupitersatelliten. Namentlich ist D. bekannt geworden durch seine 6 Bände umfassende „Histoire de l'astronomie" (1817—1827).

Laplace, Pierre-Simon (23. März 1749 bis 5. März 1827), aus Beaumont-en-Auge bei Caen, Dpt. Calvados; war Schüler und nachher Lehrer an der Militärschule seiner Vaterstadt; ging mit 18 Jahren nach Paris, wo er d'Alembert durch einen Brief über die Prinzipe der Mechanik von seinem Talent überzeugte und eine Professur an der Militärschule erhielt. Wurde 1784 Examinator an der Kgl. Artillerieschule und Professor an der Ecole normale. Nahm 1799 vom Konsul die Stelle eines Ministers des Innern an, bewies aber schon nach 6 Wochen seine Unfähigkeit zu dem Amte. Wurde Senator, sogar Kanzler des Senats (1803). Nach Napoleons Fall wurde er zum Pair mit Sitz in der Kammer und 1817 zum Marquis ernannt. Die letzten Jahre verlebte er auf seinem Landhause zu Arcueil. Seine Entdeckungen machte Laplace zwischen dem 20. und 40. Lebensjahre; die folgenden 38 Jahre galten der Abfassung der Werke „Système du monde" (1796) und „Mécanique céleste" (1799—1825). Die Analysis verdankt ihm die Theorie der Kugelfunktionen und des Potentials, die Himmelsmechanik die (1773 angekündigte) Entdeckung der Unveränderlichkeit der mittleren Bewegungen der Planeten. Sein klassisch geschriebenes Werk „Système du monde" verschaffte ihm einen Sitz unter den Vierzig der französischen Akademie (1816). War seit 1773 Adjunkt, seit 1785 Mitglied der Akademie der Wissenschaften und Mitbegründer des Längenbureaus, auch dessen zeitweiliger Präsident. Seine Gesamtwerke wurden zweimal gedruckt: 1843—47 in 7 Bänden und dann 1878—1904 in 13 Bänden.

Herschel, Karoline Lucretia (1750—1848), Schwester von Sir William und dessen treue Gehilfin bis an seinen Tod, worauf sie nach Hannover zurückkehrt. — Entdeckte acht Kometen und mehrere Nebel; gab einen Katalog von 561 Flamsteedschen Sternen und ein Vergleichsverzeichnis der Sterne des British Association Catalogue heraus (London 1798).

Das neunzehnte Jahrhundert.

Zach, Franz Xaver, Freiherr von (1754—1832), aus Preßburg. In einer Jesuitenschule erzogen; kurze Zeit in der österreichischen Armee, dann praktischer Ingenieur. Seit 1786 Direktor der neu gegründeten Sternwarte auf dem Seeberge bei Gotha; starb in Paris an der Cholera. Hauptsächlich bekannt durch die von ihm (seit 1807 von Lindenau) herausgegebene „Monatliche Correspondenz", von der im ganzen 28 Bände erschienen (Gotha 1800—1813).

Olbers, Heinrich Wilhelm Matthias (1758—1840), aus Arbergen bei Bremen. Bildete sich autodidaktisch schon frühzeitig in der Mathematik und Astronomie aus. Indessen widmete er sich der Medizin und promovierte 1780 in Göttingen. 1781 ließ er sich als Arzt in Bremen nieder. 1820 zog er sich von der ärztlichen Praxis zurück. — Es gibt kaum einen Liebhaber, der die Astronomie so gefördert hat, wie O. Das Gebiet, wo er vollkommen Meister war, ist die Kometenastronomie. Nicht nur hat er sechs Kometen selbst entdeckt und eine große Zahl beobachtet und berechnet; er gab auch in seiner „Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen" (Weimar 1797) die erste bequeme Methode, ihre Bahnen zu bestimmen. Übrigens war O. auch nach anderer Richtung erfolgreich, so durch die Entdeckung der Pallas und der Vesta. Nicht weniger aber wirkte er durch seine bedeutende Persönlichkeit, die Jünger der Astronomie in ihren Kreis zog; in allzu bescheidener Weise hat er es selbst als sein größtes Verdienst bezeichnet, Bessel für die Astronomie gewonnen zu haben.

Pons, Jean Louis (1761—1831), aus Peyre in der Haute-Dauphiné. Adjunkt der Sternwarte zu Marseille bis 1813, später Direktor der Sternwarte zu Marlia bei Lucca, endlich seit 1825 Direktor der Sternwarte in Florenz. Berühmt als Entdecker von Kometen, deren er von 1801—27 nicht weniger als 37 auffand, darunter (1818) den berühmten Enckeschen.

Harding, Karl Ludwig (1765—1834), aus Lauenburg. Erst Theologe; dann von 1800—1805 Inspektor der Schröterschen Sternwarte in Lilienthal, darauf Professor der Astronomie in Göttingen. Entdeckt die Juno und drei Kometen; namentlich verdient durch seinen „Atlas novus coelestis" (Göttingen 1808—1823), einen der ersten nach wissenschaftlichem Prinzip konstruierten modernen Sternatlanten; auch zwei Horae der Berliner Akademischen Sternkarten rühren von ihm her.

Bouvard, Alexis (1767—1843), aus Haut-Faucigny in der Nähe von Chamonix. Kommt 1785 nach Paris und findet nach einem Leben voller Entbehrungen 1793 Anstellung an der Pariser Sternwarte. Im nächsten Jahre wird er mit Laplace bekannt und dessen eifriger Mitarbeiter; 1803 Mitglied der Akademie, 1804 des Bureau des Longitudes. — Anfänglich Beobachter, hat er sich später der rechnenden Astronomie zugewandt und namentlich durch seine Tafeln für die großen Planeten sehr Verdienstliches geleistet. Er sprach sich schon bei der Publikation seiner

Uranustafeln (Paris 1821) über die auffallenden Abweichungen der Beobachtungen von der Theorie aus und neigte der Annahme eines großen störenden Planeten zu.

Repsold, Johann Georg (1771—1830), aus Wremen in Hannover. Anfangs Wasserbaubeamter, später, seit 1799, Spritzenmeister in Hamburg, wo er eine mechanische Werkstätte begründete, die für die praktische Astronomie und Präzisionsmechanik von größter Bedeutung geworden ist. R. verunglückte in Ausübung seines Berufes bei einem Brande in Hamburg. — Seine beiden Söhne, Adolf und Georg, und nach deren Tode die Enkel Johannes (1838—1919) und Oskar (1842—1919) haben das Institut im Geiste des Begründers fortgeführt und auf gleicher Höhe zu erhalten gewußt.

Reichenbach, Georg von (1772—1826), aus Durlach in Baden. Anfangs Militär, dann bayerischer Beamter. Gründet im Verein mit dem Uhrmacher J. Liebherr, wozu dann noch J. v. Utzschneider (1761—1840) trat, das mechanisch-optische Institut, welches besonders seit Fraunhofers Eintritt (1806) zu hoher Berühmtheit gelangte.

Gauß, Karl Friedrich (30. April 1777 bis 23. Februar 1855), aus Braunschweig; Sohn eines Handwerkers und städtischen Subalternbeamten. Selbständig lernt er als Kind lesen, und schon als Knabe setzt er durch sein Rechentalent alles in Staunen. Vom Herzog Karl Wilhelm Ferdinand unterstützt, bezieht er 1792 das Gymnasium des Collegium Carolinum zu Braunschweig, 1795 die Universität Göttingen, wo er sich nach kurzem Schwanken zwischen Philologie und Mathematik ganz letzterer Wissenschaft hingibt. Nach dreijährigen Studien kehrt er 1798 nach Braunschweig zurück und promoviert im folgenden Jahre in Helmstedt. Die fortdauernde Unterstützung des Herzogs gewährt ihm die Mittel, in seiner Vaterstadt zunächst der Wissenschaft zu leben; erst 1807, nachdem er durch seine „Disquisitiones arithmeticae" (Leipzig 1801) und seine Rechnungen über die Ceres, die ihre Wiederauffindung ermöglichten, schon längst einen Weltruf erlangt hatte, erhält er in der Direktion der neuen Sternwarte und der Professur der Mathematik in Göttingen eine unabhängige Stellung. Seit jener Zeit hat G. still in Göttingen gelebt, seit 1810 an der Seite seiner zweiten Frau, welche ihm die heißgeliebte erste Gattin, mit der er sich 1805 vermählt hatte, zu ersetzen suchte. — Was G.s Genius für Mathematik, Geodäsie und Physik getan, ist bekannt und gehört nicht hierher; nicht weniger unsterblich aber sind seine Verdienste um die Astronomie. In der „Theoria motus corporum coelestium" (Hamburg 1809) entwickelt er die seitdem nur in Nebensächlichem erweiterte Methode zur Bestimmung der Bahnen der Himmelskörper, und in der „Theoria combinationis observationum etc." begründet er, unabhängig und in anderer Weise als Legendre, der den gleichen Gegenstand schon 1806 behandelt hatte[1]), die sogenannte Methode der kleinsten Quadrate, welche die Wahrscheinlichkeitsrechnung auf die Beobachtungen zur Erlangung der genauesten Resultate und zur Bestimmung der bei jeder Untersuchung zu befürchtenden Fehler anwendet. Selbst in der praktischen Astronomie wie in der Geodäsie war G. tätig und erfolgreich.

Schumacher, Heinrich Christian (1780—1850), aus Bramstedt in Holstein. Studiert die Rechte, wendet sich aber nach seiner Promotion (1806) zur Astro-

[1]) G. hatte das Prinzip schon 1795 gefunden, aber nicht veröffentlicht.

nomie; wird nach dreijährigem Aufenthalte in Altona Professor der Astronomie in Kopenhagen, 1813 Direktor der Sternwarte in Mannheim, kehrt aber schon 1815 nach Kopenhagen, dann nach Altona zurück, wo ihm sein Gönner, der König von Dänemark, eine kleine Sternwarte ausrüstet. Hier wirkt er, als nomineller Professor der Kopenhagener Universität und Etatsrat, bis zu seinem Tode. — Vielseitig gebildet und in engem Verkehr mit seinen großen Zeitgenossen Gauß, Bessel, Olbers, Hansen u. a. bildet Sch. namentlich seit der 1821 erfolgten Gründung der „Astronomischen Nachrichten" den literarischen Mittelpunkt der astronomischen Welt.

Lindenau, Bernhard August von (1780—1854), aus Altenburg. Von Beruf Jurist; 1834—1843 Präsident des sächsischen Staatsministeriums. 1804 interimistisch, 1808 definitiv zum Direktor der Seeberger Sternwarte ernannt, welches Amt er 1817 niederlegt.

Littrow, Joseph Johann Edler von (1781—1840), aus Bischofteinitz in Böhmen. Studiert in Prag, wird bald zur Astronomie gelenkt und schon 1807 zum Professor und Direktor der Sternwarte in Krakau ernannt. In gleicher Stellung geht er 1810 nach Kasan und von dort 1816 als Kodirektor nach Ofen; nach Triesneckers (1745—1817) Tod wird er Direktor der Sternwarte in Wien. — Als Lehrer und Schriftsteller hat L. viel geleistet und durch seine zahlreichen populären Schriften zur Verbreitung astronomischer Kenntnisse wesentlich beigetragen. Von seinen Schriften verdienen namentlich die „Dioptrik" (Wien 1830), die „Theoretische und praktische Astronomie" (Wien 1821—27) und die „Wunder des Himmels" (1. Aufl. Stuttgart 1834) Erwähnung. Sein Sohn, Karl Ludwig v. L. (1811—1877), folgte ihm in der Direktion der Wiener Sternwarte.

Bessel, Friedrich Wilhelm (22. Juli 1784 bis 17. März 1846), aus Minden, wo sein Vater Justizbeamter war. Die geringen Einkünfte erschwerten Unterhalt und Unterricht; der junge B., dessen Anlage zum Rechnen sich sehr frühzeitig zeigte, entschloß sich daher, Kaufmann zu werden. Sein Vater brachte ihn Ende 1798 nach Bremen, wo er in ein angesehenes Handelshaus eintrat. Die Großartigkeit des Geschäftes fesselte B. ungemein, doch fand er sich bald nicht hinreichend beschäftigt und fing an zu studieren, in der Absicht, Schiffskargador zu werden. Das erste Buch, welches er zu diesem Zwecke durchnahm, Moores Epitome of navigation, machte ihn auf die Wichtigkeit der Astronomie für die Schiffahrt aufmerksam; er warf sich nun mit aller Leidenschaft auf diese Wissenschaft. Auch der große Beobachter verriet sich schon damals in den Beobachtungen, die er mit selbstgefertigten Sextanten anstellte. Durch das Studium von Lalandes Astronomie und der Abhandlung über Kometenbahnbestimmung von Olbers wurde er schon 1804 befähigt, aus den Beobachtungen über den Halleyschen Kometen von 1607 eine Bahn abzuleiten. Diese erste wissenschaftliche Arbeit wurde auf Veranlassung von Olbers in Zachs Monatl. Korrespondenz gedruckt. Auf Olbers' Wunsch berechnete B. noch eine Reihe anderer Kometenbahnen, bildete sich dabei aber gleichzeitig auf das eifrigste in der höheren Mathematik aus.

Inzwischen trat in seinem äußeren Leben eine Wendung ein. B. verließ den Kaufmannsstand und nahm Anfang 1806 die Inspektorstelle bei Schröter in Lilienthal an. Hier entfaltete er eine ungewöhnliche Tätigkeit, und namentlich entwickelte sich sein Beobachtungstalent rasch.

In Lilienthal blieb B. nicht lange. Als König Friedrich Wilhelm III. von Preußen eine Sternwarte in Königsberg zu errichten beschlossen hatte, erging der Ruf an B., die Direktion des neuen Instituts zu übernehmen, und der junge, mittlerweile schon berühmt gewordene Astronom siedelte im Mai 1810 nach Königsberg über. Mit anfangs nur geringen Mitteln wußte B. die wertvollsten Resultate zu erzielen, und je besser mit der Zeit die Instrumente wurden, desto feiner bildete er ihre Theorie aus. Als eine Hauptaufgabe betrachtete er zunächst die Festlegung aller zur Bestimmung genauester Positionen der Gestirne erforderlichen Fundamente, und viele Jahre hat er der Untersuchung dieser Grundlagen gewidmet. Über die Präzession, die Nutation und Aberration, die Refraktion und die Schiefe der Ekliptik hat er die eingehendsten Untersuchungen angestellt und den verschiedenen Verzeichnissen der Fundamentalsternörter auf diese Weise eine bis dahin nicht gekannte Vollendung zu geben gewußt. Abgesehen von diesen Sternverzeichnissen ist als die wichtigste Schrift jener Zeit die Bearbeitung der Bradleyschen Beobachtungen zu nennen (Fundamenta astronomiae, Königsberg 1818). Nach Vollendung der Fundamenta begann er 1821 das große Unternehmen, alle Sterne von -15^{0} bis $+45^{0}$ Deklination bis zur 9. Größe in Meridianzonen möglichst genau festzulegen. Im Anschluß hieran gab er zugleich Anregung und Plan zu den Berliner Akademischen Sternkarten.

Ein neues Feld der Tätigkeit eröffnete sich B., als er 1829 in den Besitz eines Fraunhoferschen Heliometers gelangte. Es ist bekannt, wie B. das neue Instrument in gleich vollendeter Weise zu prüfen und zu benutzen gewußt hat, wie die Meridianinstrumente. Als wichtigstes Ergebnis ist hier die erste Sternparallaxe, von 61 Cygni, zu nennen; aber auch auf Doppelsterne, Jupiter- und Saturntrabanten u. a. wurde das Heliometer angewandt. Alle diese Untersuchungen, denen sich andere wichtige Arbeiten aus der sphärischen wie theoretischen Astronomie anreihen, bilden den Inhalt der „Astronomischen Untersuchungen“ (2 Bände, Königsberg 1841—42). In den letzten Jahren wandte sich B. wieder mehr den Meridianbeobachtungen zu, und eine der folgenreichsten Arbeiten, die Untersuchung der veränderlichen Eigenbewegungen des Sirius und des Procyon, welche zur Erkenntnis ihrer Doppelsternnatur führte, verdanken wir dieser Zeit.

So liegt denn zwar B.s größtes Verdienst in der festen Begründung der praktischen und sphärischen Astronomie; seine vielseitige Natur führte ihn aber auch auf andere als rein astronomische Gebiete. Fruchtbringend sind namentlich seine Arbeiten in der Geodäsie und Geophysik: die ostpreußische Gradmessung, die er im Verein mit Baeyer seit 1832 ausführte, die damit in engem Zusammenhang stehenden Untersuchungen über das preußische Längenmaß und die Länge des Sekundenpendels und die Resultate über Form und Größe der Erde, die er aus der Verbindung der wichtigsten Gradmessungen ableitete; sie sichern ihm auch hier den Ruhm eines Forschers ersten Ranges.

Über Bessels äußeres Leben bleibt wenig zu sagen. Bald nach seiner Übersiedelung nach Königsberg vermählte er sich (1812) mit Johanna Hagen. Der Tod seines hoffnungsreichen Sohnes Wilhelm (1840) war für den Vater der schwerste Schlag. Seine eigene Gesundheit fing an zu schwanken; am 17. März 1846 verschied er an den Folgen einer Unterleibsgeschwulst.

Fraunhofer, Joseph von (1787—1826), aus Straubing bei München; Sohn eines armen Glasers; Lehrling bei einem Spiegelmacher und Glasschleifer in München; durch einen Zufall in die Nähe des Königs Max geführt, der sich seiner annimmt. 1806 findet er eine Anstellung als Optiker in dem mechanisch-optischen Institut von Reichenbach & Utzschneider. Wenige Jahre später schon (1809)

wird er Teilnehmer der optischen Abteilung in Benediktbeuren, die unter der Firma Utzschneider & Fraunhofer selbständig weitergeht, und 1818 deren alleiniger Direktor. Nach der Verlegung des Instituts nach München (1823) wird er dort Professor der Physik. — Fr.s Verdienste beruhen ebensowohl im Praktischen, in der Vervollkommnung der achromatischen Fernrohre, als im Theoretischen, in der Ausbildung der theoretischen Optik. Mißt zum ersten Male mit Hilfe des von ihm erfundenen Beugungsgitters die Wellenlängen der nach ihm benannten Linien des Sonnenspektrums.

Bond, William Cranch (1789—1859), aus Falmouth in Maine (Ver. Staaten). Ursprünglich Uhrmacher; erbaut sich eine Privatsternwarte in Dorchester, tritt 1838 in den öffentlichen Dienst und wird 1844 Direktor der in Cambridge errichteten Sternwarte. Ihm folgt sein Sohn George Philipps B. (1825—65), erst als Assistent, dann nach dem Tode des Vaters als Direktor. — Die beiden Bond gehören zu den verdientesten amerikanischen Astronomen. Der Vater ist namentlich auch als Erfinder tätig; von ihm, S. C. Walker (1805—53) und O. Mitchel (1810—62) rührt der elektrische Chronograph her. Der Sohn hat sich durch ausgezeichnete Beobachtungen und Untersuchungen (Donatischer Komet, Orionnebel u. a.), wie auch namentlich neben Rutherfurd durch Anwendung der Photographie zur Abbildung und Messung himmlischer Objekte (Doppelsterne, Plejaden u. a.) hervorgetan.

Schwabe, Samuel Heinrich (1789—1875), aus Dessau. Übernimmt die Apotheke seines Großvaters, die er jedoch 1829 verkauft, um in Ruhe seinen Lieblingsstudien, der Botanik und Astronomie, leben zu können. — Als Astronom hat er sich hauptsächlich der Beobachtung der Sonne zugewandt und durch die Entdeckung der Periodizität der Sonnenflecke, 1843, Ruhm erworben.

Encke, Johann Franz (1791—1865), aus Hamburg, Sohn eines Predigers. Der frühzeitige Tod des Vaters und die zahlreiche Familie erschwerten die erste Jugend. 1811 bezog er die Universität Göttingen, um sich der Mathematik zu widmen. Durch Gauß wurde er der Astronomie zugeführt. Der Eifer und das Talent E.s wurden von Gauß bald erkannt, und verschiedene Bahnberechnungen der ersten kleinen Planeten machten seinen Namen schon damals bekannt.

Inzwischen brachten die kriegerischen Zeiten mannigfachen Wechsel mit sich; 1813 trat er in die hanseatische Legion, kehrte Mitte 1814 nach Göttingen zurück, trat aber schon im nächsten Jahre als Sekondeleutnant in die preußische Armee ein. Der Friedensschluß führte ihn 1816 dauernd zur Wissenschaft zurück, und zwar wurde er Assistent von Lindenau auf der Seeberger Sternwarte.

Nach Lindenaus Fortgang, 1817, war E. lange Zeit allein und tatsächlicher, wenn auch nicht nomineller Direktor, was er erst 1822 wurde. Die nun folgende Zeit ist wohl die wirkungsreichste seines Lebens; die wichtigen Untersuchungen über den Ponsschen Kometen, der später unter dem Namen seines Berechners berühmt geworden ist, wie die Bestimmung der Sonnenparallaxe aus den Venusdurchgängen von 1761 und 1769 rühren aus ihr her. Diese Arbeiten verschafften ihm 1825 den Ruf nach Berlin als Direktor der Sternwarte und Astronom der Akademie der Wissenschaften. Die Tätigkeit, die E. in diesen Stellungen entfaltete, war höchst bedeutend. Als Astronom der Akademie hat er sich hauptsächlich um das Zustandekommen der Akademischen Sternkarten Verdienste erworben, als Direktor der neuen Sternwarte, die 1835 vollendet wurde, wertvolle Beobachtungen teils selbst angestellt, teils ausführen lassen. Daneben leitete

er seit Bodes Tod die Herausgabe des Berliner Astronomischen Jahrbuchs und veröffentlichte darin eine Reihe namentlich für die Bahnbestimmung der Himmelskörper wichtiger Abhandlungen.

Herschel, Sir John Frederick William (1792—1871), der einzige Sohn von William H. — Trat 17jährig in das St. Johns College in Cambridge ein, um sich nominell der Rechtswissenschaft, tatsächlich aber der Mathematik und Astronomie zu widmen. Bereits 1813 wurde er graduiert (B. A.). Nach kurzer juristischer Tätigkeit wandte er sich ganz den physikalischen Wissenschaften und der Astronomie zu. Seine ersten Beobachtungen, von Doppelsternen, datieren schon von 1816; doch wurden diese durch die Reihe von Messungen, die er 1821 bis 1823 mit South auf dessen Privatsternwarte anstellte, übertroffen. Nach dem Tode des Vaters übernahm er nun in Slough die Weiterführung von dessen Arbeiten. Als Hauptinstrument benutzte er ein Teleskop von 18 Zoll Öffnung und 20 Fuß Fokallänge und als Methode der Himmelsdurchforschung die der zonenweisen Beobachtung. Die Früchte dieser und seiner späteren Tätigkeit sind in elf Doppelsternkatalogen und in einem großen Nebelfleckkatalog niedergelegt; letzterer, 1864 herausgegeben, der sogenannte General Catalogue, enthält alle bis dahin überhaupt bekannt gewordenen Nebel und Sternhaufen, 5079 an Zahl.

Schon früh mußte H. sich sagen, daß, sollte sein Ziel erreicht werden, der südliche Himmel nicht ausgeschlossen werden durfte, und so entschloß er sich denn zu einer Expedition nach dem Kap der Guten Hoffnung. Im November 1833 verließ er England mit seinem 20füßigen Reflektor und einem 7füßigen Refraktor und stellte diese Instrumente am Fuße des Tafelberges, in Feldhausen, auf. Von 1834 bis Anfang 1838 hat H. hier die wertvollsten Beobachtungen ausgeführt und durch sie zuerst den bis dahin fast unbekannten südlichen Himmel erschlossen. Neben den Beobachtungen von Doppelsternen und Nebelflecken unternahm er Helligkeitsbestimmungen von Fixsternen, untersuchte die Verteilung der Sterne der südlichen Hemisphäre usw. Alle diese Beobachtungen finden sich in dem Werke: „Results of astron. observ. made 1834—1838 at the Cape of Good Hope" (London 1847) vereinigt.

Seit der Kapreise hat H. ausgedehnte Beobachtungsreihen nicht mehr unternommen, seine Zeit und Kräfte vielmehr der Sichtung und Katalogisierung seiner eigenen wie anderer Beobachtungen sowie spezielleren astronomischen oder physikalischen, namentlich optischen Untersuchungen gewidmet. Er verschied 1871 auf seinem Landsitz Collingwood in Kent.

Struve, Friedrich Georg Wilhelm (1793—1864), aus Altona; Sohn des dortigen Gymnasialdirektors. Bezog schon 1808 die Universität Dorpat, trieb neben der Philologie mathematische Studien und wandte sich (1811) speziell der Astronomie zu. Er promovierte 1813 und erlangte die Observatorstelle und damit faktisch die Leitung der Sternwarte zu Dorpat. Eine schon 1816 unternommene Triangulation in Livland hatte den Plan zu einer ausgedehnten Breitengradmessung in den Ostseeprovinzen reifen lassen. Der 1819 ausgearbeitete Plan erhielt die Zustimmung der Regierung; im Jahre 1822 wurden die Gradmessungsarbeiten begonnen und 1827 vollendet.

Inzwischen hatte S. zwei Instrumente erworben, welche der Dorpater Sternwarte den Ruf eines Instituts ersten Ranges verschafften: den Reichenbachschen Meridiankreis (1822) und namentlich den großen Fraunhoferschen Refraktor (1824). S. konnte jetzt seine Lieblingsidee, die Kenntnis der Doppelsternastronomie nach

Kräften zu bereichern, in umfassender Weise zur Ausführung bringen. Näheres über seine Arbeiten auf diesem Gebiete ist S. 609f. mitgeteilt.

Inzwischen hatte die Petersburger Akademie den Plan einer neuen Sternwarte ins Auge gefaßt, und S. wurde zum Direktor derselben ausersehen. Im Frühling 1839 konnte das neue Institut, die Nikolai-Hauptsternwarte zu Pulkowa, 18 km südlich von Petersburg, bezogen werden. Die langen Jahre seines Direktorats sind nicht allein durch rein astronomische Arbeiten, die teils von ihm, teils von seinem Sohne Otto S. und von zahlreichen Adjunkten ausgeführt wurden, von hoher Bedeutung für die Wissenschaft geworden; auch für die geographische Kenntnis des russischen Reiches geschah ungemein viel. Die über 25 Breitengrade ausgedehnte russische Gradmessung hätte von einem anderen als ihm kaum durchgeführt werden können.

S.s eigentlichste Domäne, die Doppelsternastronomie, stand noch lange mit im Vordergrund seiner und der Pulkowaer Bestrebungen. Daneben wurden aber mit dem Meridiankreis und dem Vertikalkreis ausgedehnte andere Untersuchungen unternommen. Eine Neubestimmung der Aberrationskonstante führte S. selbst noch durch; die Vollendung der Beobachtungen zur Bestimmung der Nutationskonstante war ihm aber nicht beschieden. Nach einer schweren Krankheit legte er 1862 die Direktion in die Hände seines Sohnes und starb 1864.

Mädler, Johann Heinrich (1794—1874), aus Berlin. Zuerst Seminarlehrer; erst nach jahrelanger harter Arbeit erübrigte er Zeit genug, um dabei die Universität zu besuchen. Die Bekanntschaft mit dem Bankier Wilh. Beer entschied seine Zukunft. Beer wurde von M. zum Bau einer kleinen Sternwarte bewogen, an der dann von 1830 an beide eifrig beobachteten, namentlich den Mond; das Resultat ihrer Beobachtungen, die große „Mappa selenographica" (Berlin 1834) und der erläuternde Text dazu: „Der Mond nach seinen kosmischen und individuellen Verhältnissen etc." (1837), machten M. rasch bekannt. 1836 wurde er zum Assistenten der Universitäts-Sternwarte ernannt, und 1840 wurde er als Direktor der Sternwarte nach Dorpat berufen. Von 1840—1865 war er hier auf verschiedenen Gebieten der Stellarastronomie, speziell auf dem der Doppelsterne tätig, und seine Messungen füllen verschiedene Bände der Dorpater Beobachtungen. Ein Augenleiden wie der Wunsch nach literarischer Beschäftigung veranlaßten ihn, 1865 den Abschied zu nehmen. Er kehrte nach Deutschland zurück und starb, 1874, in Hannover.

Hansen, Peter Andreas (1795—1874), aus Tondern in Schleswig. Anfangs Uhrmacher; erst im Jahre 1820 erwirkte der Arzt Dirks, der die hohe Begabung H.s erkannte, bei dessen Vater die Erlaubnis, den jungen Uhrmacher bei Schumacher, damals in Kopenhagen, einzuführen. Zuerst dessen Gehilfe bei den Gradmessungsarbeiten in Holstein, wurde er 1821 ständiger Mitarbeiter Schumachers. 1825 wurde H. als Nachfolger Enckes an die Seeberger Sternwarte berufen, und in Gotha ist er bis an sein Ende geblieben.

Die praktischen Talente, die H. auszeichneten, konnten an einer mit so geringen Mitteln ausgerüsteten Sternwarte wie der auf dem Seeberge nicht vollauf zur Geltung kommen. Gleichwohl hat er durch mannigfache Erfindungen und Verbesserungen der astronomischen Instrumente auch der Beobachtungskunst große Dienste geleistet. Als 1857 die neue Sternwarte in Gotha gebaut wurde, hat er eine Menge praktischer Einrichtungen vorgeschlagen und ausgeführt, die später auch anderen Sternwarten von Nutzen gewesen sind. Die Theorie der Instrumente hat er gleichfalls durch Arbeiten über das Heliometer, das Äquatorial und das

Passageninstrument gefördert; ebenso bereicherte er die theoretische Geodäsie, Dioptrik und Wahrscheinlichkeitsrechnung. Der Schwerpunkt seiner Tätigkeit aber liegt in seinen Arbeiten über die Bewegung der Himmelskörper, speziell über die Störungen. Das praktische, rechnerische Resultat seiner Untersuchungen über die Mondbewegung ist in den großen „Tables de la Lune" niedergelegt, die 1857 von der britischen Admiralität herausgegeben wurden. Gemeinsam mit Olufsen hatte er 1853 auch Sonnentafeln publiziert (Kopenhagen).

Argelander, Friedrich Wilhelm August (1799—1875), aus Memel. Nach sorgfältiger Erziehung bezog A. als Student der Kameralwissenschaften 1817 die Universität Königsberg. Bald aber widmete er sich der Astronomie und wurde bereits 1820 als Assistent der Sternwarte angestellt. Als 1823 die Stelle des Observators der Sternwarte zu Åbo frei wurde, folgte er einem Rufe dorthin.

Universität und Sternwarte wurden später nach der Hauptstadt Helsingfors verlegt, und A. nahm dort im Sommer 1833 die Beobachtungen wieder auf. Der größte Teil der Zeit wurde jedoch der Berechnung der Åboer Beobachtungen, sowie Untersuchungen der Eigenbewegung des Sonnensystems gewidmet; als Resultate erschienen der Åboer Katalog von 560 Sternen und die wichtige Abhandlung über die Eigenbewegung des Sonnensystems.

Anfang 1837 siedelte A. nach Bonn über, um die Leitung der dortigen neuen Sternwarte zu übernehmen. 1843 gab er einen vortrefflichen Sternatlas, die „Uranometria nova", heraus. Ferner stellte er umfangreiche Meridianbeobachtungen an und widmete sich namentlich auch der Beobachtung der veränderlichen Sterne. Die von ihm ausgebildete Methode der Stufenschätzungen der Veränderlichen ist von größtem Werte (vgl. S. 236). Später ging er dann an die Ausführung eines großartigen Planes, die Herstellung der „Bonner Durchmusterung", über die S. 527 Näheres mitgeteilt ist. Auf ihr beruht sein „Atlas des nördlichen gestirnten Himmels".

Lassell, William (1799—1880), aus Bolton. Beginnt 1820 mit der Herstellung größerer Spiegelteleskope zum eigenen Gebrauche und erreicht allmählich in dieser Kunst große Geschicklichkeit. Im Jahre 1844 verfertigt er einen Spiegel von zwei Fuß Durchmesser. 1847 entdeckt er den Neptuntrabanten, 1848 gleichzeitig mit Bond den achten Saturntrabanten und 1851 zwei Trabanten des Uranus, 1852 siedelt er mit seinen Instrumenten nach Malta über und verfertigt hier einen Riesenreflektor von 4 Fuß Öffnung, mit dem er allein über 600 Nebelflecke entdeckt. Nach seiner Rückkehr von Malta errichtet er eine Sternwarte in Maidenhead, in welcher sein zweifüßiger Reflektor Aufstellung fand.

Parsons, William, Earl of Rosse (1800—1867), aus York in England. Baut auf seinem Stammsitz Birr Castle bei Parsonstown die Riesenteleskope, die seinen Namen weltbekannt gemacht haben. — Parsons, Lawrence, fourth Earl of R. (1840—1908), Sohn des vorigen. Setzte die Nebelfleckbeobachtungen seines Vaters fort und untersuchte die Wärmestrahlung des Mondes.

Steinheil, Carl August (1801—1870), aus Rappoltsweiler im Elsaß. 1832 bis 1849 Professor der Physik und Mathematik in München; wirkt dann einige Jahre als Vorstand des Departements für Telegraphie in Wien; dann aber, von 1852 an, als Ministerialrat wieder in München, wo er 1855 ein optisches Institut gründet, welches später von seinem Sohne Adolf St. und gegenwärtig von seinem Enkel Rudolf St. geleitet wird. — Ideenreicher Erfinder, namentlich in der Telegraphie und praktischen Optik. Macht 1838 auf die Benutzung der Erde statt

des rückleitenden Telegraphendrahtes aufmerksam; erfindet 1834 einen neuen Reflexionsprismenkreis, konstruiert 1842 ein sinnreiches Photometer, ferner elektrische Uhren; verbessert die achromatischen Fernrohre, stellt Silberspiegel für Teleskope her usw.

Airy, George Biddel (1801—1892), aus Almvick in Northumberland. Schon als Student verfaßte er eine Abhandlung über die Gestalt der Erde. Seine „Principles and construction of the achromatic eyepieces of telescopes" und die Entdeckung des Astigmatismus des menschlichen Auges machten ihn berühmt; 1826 erhielt er die Stellung eines Mathematikprofessors in Cambridge, und zwei Jahre darauf wurde er zum Professor der Astronomie daselbst ernannt. Die bescheidenen Hilfsmittel des Cambridger Observatoriums wurden infolge seiner Bemühungen bald vermehrt; er selbst war in den verschiedensten Teilen der Astronomie tätig. 1835 wurde Airy zum Astronomer Royal in Greenwich ernannt. Als die Hauptaufgabe des Instituts betrachtete er die Bestimmung der Stellungen und Bewegungen der Himmelskörper. Bereits im Jahre 1873 wurde die Photographie der Sonne in den Greenwicher Arbeitsplan aufgenommen. Zu erwähnen sind noch die umfangreichen Rechenarbeiten, die Airy vornehmen ließ, so die Reduktion der Greenwicher Planeten- und Mondbeobachtungen der Jahre 1750—1830, und ferner seine Lehrbücher der Akustik, des Magnetismus, der Wellentheorie des Lichtes, der Gravitation. Im Jahre 1881 trat er von der Leitung der Sternwarte zurück.

Heis, Eduard (1806—1877), aus Köln, 1827—1837 Gymnasiallehrer daselbst, seit 1837 an der Realschule in Aachen. Von dort wird er 1852 als Professor der Mathematik und Astronomie an die Akademie zu Münster berufen. H. hat mit unermüdlichem Fleiß alle Phänomene, die der Liebhaber, der über nur geringe instrumentelle Mittel verfügt, verfolgen kann, jahrzehntelang beobachtet (Sternschnuppen und Feuerkugeln, Sonnenflecke, Veränderliche, Zodiakallicht, Milchstraße, Dämmerungserscheinungen). Bekannt ist sein vortrefflicher „Atlas coelestis novus", der wegen der ungewöhnlichen Schärfe seines Auges über 2000 Sterne mehr als Argelanders Uranometrie aufführt und zum ersten Male die Helligkeitsverhältnisse der verschiedenen Teile der Milchstraße festlegt. H.s Beobachtungen veränderlicher Sterne wurden erst lange Zeit nach seinem Tode veröffentlicht (Berlin 1903).

Peters, Christian August Friedrich (1806—1880), aus Hamburg. Die väterlichen Vermögensverhältnisse verhinderten eine vollständige Schulbildung, und so bildete sich der begabte Knabe mehr autodidaktisch aus. Bald wurde Schumacher auf ihn aufmerksam und zog ihn in seine Nähe. 1833 promovierte er in Königsberg, wurde 1834 Assistent der Hamburger Sternwarte und 1839 etatsmäßiger Astronom in Pulkowa. 1849 vertauschte er diese Stellung mit der astronomischen Professur in Königsberg, übernahm aber schon 1854 die Direktion der Altonaer Sternwarte und die Herausgabe der Astron. Nachrichten. 1872 wurde die Sternwarte nach Kiel verlegt. P. hat sich um die Sicherung der Grundlagen der sphärischen und den Ausbau der Stellarastronomie Verdienste erworben. Unter seinen Arbeiten sind hervorzuheben die über die Eigenbewegung des Sirius (Königsberg 1851), über die Nutation (Numerus constans nutationis, Petersburg 1842) und über die Parallaxen der Fixsterne (Petersburg 1848).

Kaiser, Friedrich (1808—1872), aus Amsterdam. 1826 Observator an der Sternwarte zu Leiden, 1837 Direktor derselben. Im Jahre 1860 wurde auf sein

Betreiben eine neue Sternwarte erbaut. K. muß als einer der sorgfältigsten Beobachter der neueren Zeit angesehen werden. Seine Doppelsternmessungen, die Untersuchungen über den Planeten Mars und die Prüfung des Airyschen Doppelbildmikrometers sind mustergültig.

Pritchard, Charles (1808—1893), aus Alberbury (England); war bis 1862 Lehrer und Direktor einer Schule; erst im vorgerückten Alter wandte er sich ausschließlich der Astronomie zu. 1870 wurde er Professor der Astronomie in Oxford, wo auf seine Veranlassung hin eine Universitäts-Sternwarte gegründet wurde, deren Direktor er bis zu seinem Tode war. Pr. war einer der ersten unter den Astronomen, welche die Photographie für die messende Astronomie nutzbar machten (Bestimmung des Durchmessers und der physischen Libration des Mondes und Bestimmung von Sternparallaxen). Um die Photometrie erwarb er sich Verdienste durch die Messung der Helligkeiten der dem bloßen Auge sichtbaren Sterne mit Hilfe eines Keilphotometers; die „Uranometria Nova Oxoniensis" enthält die Resultate dieser Arbeit.

Leverrier, Urbain Jean Joseph (1811—1877), aus Saint-Lô im Departement La Manche. Mit 20 Jahren kam er auf die Ecole polytechnique, wo er sich so auszeichnete, daß er schon 1833 eine Stellung als Ingenieur und Chemiker bei der Administration des Tabacs erhielt. Seine ersten wissenschaftlichen Arbeiten behandelten chemische Fragen; bald aber wendet er sich astronomischen Studien zu, und bereits 1839 legt er der Pariser Akademie eine Arbeit über die säkularen Änderungen der Bahnelemente der sieben Hauptplaneten vor. Es folgten dann 1843 die später noch weiter ausgearbeitete Theorie der Merkurbewegung und in den beiden nächsten Jahren die Untersuchungen über periodische Kometen. In diese Zeit fallen auch seine epochemachenden Untersuchungen über die Uranusbewegung, die zur Entdeckung des Neptun führten. Als 1853 Arago starb, wurde L. zum Direktor der Pariser Sternwarte ernannt, und er hat diese Stellung mit Ausnahme der Jahre 1870—72, wo er wegen Differenzen mit dem Personal ihrer enthoben war, bis zu seinem Tode innegehabt. Seine Arbeiten über die Bewegungen der Planeten haben ihm unvergänglichen Ruhm gesichert.

Galle, Johann Gottfried (1812—1910), aus Pabsthaus bei Gräfenhainichen. 1833—35 Gymnasiallehrer in Guben und Berlin, 1835 Assistent an der Sternwarte zu Berlin, 1851 Direktor der Sternwarte zu Breslau. 1897 trat er in den Ruhestand und lebte seitdem in Potsdam, wo er in seinem 99. Lebensjahre starb. Fand 1846 den von Leverrier rechnerisch entdeckten Planeten Neptun, entdeckte drei Kometen, wies zuerst auf die Bestimmung der Sonnenparallaxe durch die Beobachtung erdnaher kleiner Planeten hin. Erwarb sich große Verdienste um die Meteorastronomie und gab 1894 ein Verzeichnis der bis dahin berechneten Kometenbahnen heraus.

Peters, Christian Heinrich Friedrich (1813—1890), aus Coldenbüttel in Schleswig. Studiert in Berlin und Göttingen. Geht 1838 nach Sizilien behufs trigonometrischer Aufnahmen; wird dort Direktor der trigonometrischen Abteilung der Landesvermessung. 1848 wird er wegen seiner Sympathie für die Erhebung des Landes ausgewiesen, bleibt aber dort und beteiligt sich, zuletzt als Major, an den damaligen Kämpfen. Nach der Einnahme Palermos flüchtet er zuerst nach Frankreich, dann nach Konstantinopel. 1854 geht er nach Nordamerika und wird 1858 Direktor der Sternwarte in Clinton. Bekannt ist Peters besonders durch seine zahlreichen Planetenentdeckungen, 48 von 1861—1889, und durch seine vorzüglichen Sternkarten.

Ångström, Anders Jonas (1814—1874), aus Lögdö in Schweden. 1842 am Observatorium zu Stockholm; 1843 Observator zu Upsala; von 1858 bis zu seinem Tode Professor der Physik daselbst. Veröffentlichte Untersuchungen über das Sonnenspektrum, über die Spektra der Elemente, über den Halleyschen Kometen. In seinem 1868 erschienenen Atlas des Sonnenspektrums „Spectre normal du Soleil" waren die Fraunhoferschen Linien zum ersten Male nach ihren Wellenlängen aufgeführt; die hierfür gewählte Einheit, das Zehnmilliontel-Millimeter, heißt daher die Ångströmsche Einheit. Sein Sohn, Knut Johan (1857 bis 1910), bekannter Physiker, ist der Erfinder eines allgemein angewendeten Pyrheliometers.

Faye, Hervé (1814—1902), aus St. Benoît-du-Sault (Frankreich). 1836 an das Pariser Observatorium berufen, 1843 zum Astronomen desselben ernannt. Faye hat ausgezeichnete Beobachtungen aller Art ausgeführt; er versuchte, die Spektralanalyse, die Photographie und die Thermodynamik für die Astronomie nutzbar zu machen. Seine bekanntesten Arbeiten sind die über die Bewegung und Entstehung der Sonnenflecke und seine kosmogonischen Untersuchungen (Sur l'origine du monde).

Delaunay, Charles Eugène (1816—1872), aus Lusigny im Departement Aube. Zuerst Lehrer an der Ecole polytechnique in Paris, später dort an der Ecole des Mines Professor für Geometrie, Mechanik und Ingenieurwissenschaft; seit 1850 Ingénieur en chef an der letzteren. Im März 1870 an Leverriers Stelle zum Direktor der Pariser Sternwarte ernannt, bewährt er sich dort unter schwierigen Verhältnissen, während der Belagerung von Paris und der Schreckensherrschaft der Kommune. Im Sommer 1872 verunglückt er bei einer Bootfahrt in der Nähe von Cherbourg. — D. hat sich als theoretischer Astronom in hohem Grade ausgezeichnet. Sein wichtigstes Werk ist die „Théorie de la lune" (2 Bde., 1860 und 1867); andere hiermit zusammenhängende Untersuchungen, namentlich über die Akzeleration der mittleren Mondbewegung, sind in besonderen Abhandlungen veröffentlicht.

Rutherfurd, Lewis Morris (1816—1892), aus Morrisania, N. Y. Beobachtete bereits 1863 die Spektra der Fixsterne, des Mondes und der Planeten; konstruierte schon 1864 ein Objektiv für die Photographie zölestischer Objekte, mit welchem er schöne Aufnahmen der Himmelskörper machte. R. erkannte auch als erster, daß die Photographie für die messende Astronomie von großer Bedeutung ist, und in der Tat haben seine Himmelsaufnahmen, welche er 1890 dem Columbia College Observatory übergab, diese Voraussicht bestätigt. R. hat auch Photographien des Sonnenspektrums hergestellt und Beugungsgitter verfertigt.

Wolf, Rudolf (1816—1893), aus Fällanden bei Zürich. Zunächst Lehrer der Mathematik in Bern, 1847 Direktor der Sternwarte daselbst; 1855 Professor der Astronomie in Zürich, seit 1864 Direktor der neu erbauten Sternwarte daselbst. Unermüdlicher Beobachter der Sonnenflecke, entdeckt er 1852 die Beziehungen zwischen Sonnentätigkeit und Erdmagnetismus; sehr bekannt sind seine beiden Werke: „Geschichte der Astronomie" und „Handbuch der Astronomie".

Secchi, Angelo (1818—1878), aus Reggio in der Lombardei. Mitglied des Jesuitenordens; lebt nach Empfang der Priesterweihen mehrere Jahre in Rom und geht 1848, durch die Stürme der Revolution vertrieben, nach den Vereinigten Staaten, wo er in dem Georgetown College bei Washington als Lehrer der Naturwissenschaft für kurze Zeit ein Asyl findet. Nach De Vicos Tode (1849) wird er

nach Rom als Direktor der Sternwarte des Collegio Romano zurückberufen. Dort widmet er sich mit besonderem Eifer der Astrophysik. Von bleibendem Werte sind seine Untersuchungen auf dem Gebiete der Sonnenphysik und der Spektralanalyse der Fixsterne, für welche er die erste brauchbare Einteilung in Spektralklassen liefert. Unter seinen zahlreichen Schriften hat besonders das zweibändige Werk „Le soleil" große Verbreitung gefunden.

Foucault, Léon (1819—1868), aus Paris. Beschäftigt sich schon früh mit physikalisch-chemischen Problemen; seit 1862 Astronom am Bureau des Longitudes und Assistent an der Sternwarte. Durch seine zum Nachweis der Erdrotation unternommenen Versuche ist er weit bekannt geworden; höhere Verdienste aber um Astronomie und Physik hat er sich durch seine Methode der Bestimmung der Lichtgeschwindigkeit und durch die Herstellung von Silberglasspiegeln für große Teleskope erworben.

Adams, John Couch (1819—1892), aus Lidcot in Cornwall. Bedeutender theoretischer Astronom; 1858 Professor an der Universität St. Andrews (Schottland), dann an der in Cambridge; 1861 Direktor der Sternwarte daselbst. A. ist durch seine Untersuchungen (1845) über die Störungen der Uranusbewegung berühmt geworden, welche er gleichzeitig mit Leverrier ausführte (vgl. S. 428). Auch die Arbeiten von A. über die säkulare Akzeleration des Mondes und über die Bahn der Novembermeteore haben Aufsehen erregt.

Struve, Otto Wilhelm (1819—1905). Sohn von W. Struve, damals Direktor der Sternwarte zu Dorpat (er war der dritte unter 18 Geschwistern), wurde bereits 1837 Assistent der Sternwarte zu Dorpat. 1839 ging er als Gehilfe seines Vaters nach Pulkowa und hat dieser Sternwarte volle 50 Jahre hindurch angehört.

Seine erste Arbeit betraf die Bestimmung der Konstante der Präzession; sodann nahm er die Hauptaufgabe seiner wissenschaftlichen Tätigkeit in Angriff: Aufsuchen neuer Doppelsterne und möglichst scharfe Mikrometermessungen von diesen sowie von früher bekannten. Im Zeitraum von 40 Jahren lieferte S. ein Material, welches an Reichtum und Homogenität seinesgleichen sucht. Die Resultate seiner Beobachtungen von Doppelsternen erschienen in den Bänden IX und X der „Observations de Poulkowa".

Zahlreich sind die kleineren Veröffentlichungen Struves, die sich meist auf Doppelsterne beziehen, aber auch auf Nebelflecke, Kometen, Sternparallaxen, Planetentrabanten, die Saturnringe u. a. Ein besonderes Verdienst um die praktische Astronomie erwarb er sich durch die Revision und Herausgabe des zweiten Katalogs von Weiße, enthaltend die Sterne der Besselschen Zonen zwischen $+ 15^0$ und $+ 45^0$ Deklination.

Seit dem Jahre 1845 nahm S. seinem Vater mehr und mehr die Geschäfte der Verwaltung des großen Instituts ab; 1862 wurde er zum Direktor desselben ernannt. Er hat es als solcher verstanden, das Observatorium nicht nur auf der unter seinem Vater erreichten Höhe zu erhalten, sondern dasselbe noch weiter auszubauen. 1889 trat S. von seiner Stellung zurück und lebte seitdem meist in Karlsruhe, wo er auch starb.

Seidel, Ludwig Philipp von (1821—1896), aus Zweibrücken. Schüler von Bessel und Gauß; 1846 Privatdozent, später Professor der Mathematik in München. S.s Tätigkeit war hauptsächlich der Mathematik gewidmet; für die Astronomie waren seine dioptrischen Arbeiten sowie seine astrophotometrischen Messungen mit Steinheils Prismenphotometer von Bedeutung.

Spoerer, Friedrich Wilhelm Gustav (1822—1895), aus Berlin. Seit 1846 Gymnasiallehrer, zuletzt in Anklam; 1874—1894 Observator am Astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam, zu dessen Gründung Sp.s Sonnenbeobachtungen den Anstoß gegeben haben. Eifriger Beobachter der Sonnenflecke schon in Anklam, lieferte er besonders während seiner Tätigkeit in Potsdam wertvolles Material für die Sonnenstatistik. Er führte u. a. mehrere Bestimmungen der Rotationselemente der Sonne aus und stellte die schon von Carrington beobachtete Abnahme der Rotationsgeschwindigkeit der Sonne vom Äquator nach den Polen fest.

Kirchhoff, Gustav (1824—1887), aus Königsberg. Habilitierte sich bereits mit 23 Jahren an der Berliner Universität, wurde 1850 außerordentlicher Professor der Physik in Breslau, 1854 ordentlicher Professor in Heidelberg, von 1875 an in Berlin. Seine vorzüglichen, meist theoretischen Arbeiten auf dem Gebiete der Physik haben in Beziehung auf ihren praktischen Wert ihren Gipfelpunkt in seinem klassischen Beweise des Zusammenhanges zwischen Absorption und Emission bei glühenden Körpern, der unter dem Namen des Kirchhoffschen Gesetzes die Grundlage der Spektralanalyse ist. In Verbindung mit seinem Freunde Bunsen verwertete Kirchhoff die Spektralanalyse auch praktisch. Von großer Bedeutung war sein Atlas des Sonnenspektrums.

Gould, Benjamin Apthorp (1824—1896), aus Boston (Nordamerika). Von 1845—1848 studierte er in Europa, zumeist in Deutschland. Von 1852—1867 war er Assistent der U. S. Coast Survey und gleichzeitig von 1855—1859 Leiter des Dudley-Observatoriums in Albany. 1866 fand unter seiner Leitung die erste Längenbestimmung zwischen Europa und Amerika vermittels des transatlantischen Kabels statt. 1870 siedelte er nach Südamerika über, um im Auftrage der argentinischen Regierung in Córdoba eine Nationalsternwarte einzurichten. Dadurch wurde ihm die Möglichkeit gegeben, die von Bessel und Argelander am nördlichen Himmel ausgeführten Zonenbeobachtungen auch auf den ganzen Südhimmel auszudehnen. 15 Jahre hat G. in Córdoba zugebracht, und drei große Werke sind das Ergebnis seiner rastlosen Tätigkeit. 1879 erschien die Uranometria Argentina, eine nach dem Muster der Argelanderschen Uranometrie ausgeführte Beschreibung der hellen Sterne des südlichen Himmels. 1884 folgte der Zonenkatalog und 1886 der Argentinische Generalkatalog. Außerdem fertigte er eine große Zahl photographischer Aufnahmen von Sternhaufen, Doppelsternen und Fixsternen mit starker Eigenbewegung an, mit deren Ausmessung und Verarbeitung er seit seiner Rückkehr nach Cambridge, Mass. (1885) bis an sein Lebensende beschäftigt war. 1849 hat er das Astronomical Journal gegründet und 1886 nach einer langen Unterbrechung (von 1861 an) wieder ins Leben gerufen.

Janssen, Jules (1824—1907), aus Paris. Wandte als einer der ersten die Spektralanalyse auf Himmelskörper an; wies 1868, gleichzeitig mit Lockyer, nach, daß die Protuberanzen jederzeit beobachtet werden können. Studierte die terrestrischen Linien des Sonnenspektrums, hauptsächlich auf dem Mont Blanc. 1875 Direktor des neu gegründeten Observatoriums für Astrophysik zu Meudon. Machte sich hier besonders verdient durch Sonnenphotographien, die zu den besten je erlangten gehören.

Huggins, Sir William (1824—1910). In London geboren und in Privatschulen erzogen, widmete H. sein ganzes Leben der Wissenschaft, in erster Linie der Astronomie. Im Jahre 1856 erbaute er sich ein Observatorium auf dem Tulse

Hill zu London, wo er fleißig beobachtete. Bald zog ihn die Spektralanalyse so stark an, daß die Beschäftigung mit ihr den Hauptteil seiner Lebensarbeit ausmachte. Schon frühzeitig konstruierte er in Gemeinschaft mit dem Chemiker Miller ein Sternspektroskop, und bereits im Jahre 1863 legten beide der Royal Society of London die ersten mit diesem Instrument erzielten Resultate vor. H. war es, dem zuerst der Nachweis gelang, daß die Nebelflecke zum großen Teil Gasspektra zeigen. Ihm gelang ferner die erste Anwendung des Dopplerschen Prinzips auf Himmelskörper; im Jahre 1868 legte er der Royal Society eine Schrift über die Sternbewegungen in der Gesichtslinie vor. An der Weiterentwicklung der Astrospektrographie hat er, unterstützt von seiner Gattin Margaret H. (1848 bis 1915), bis an sein Lebensende mitgewirkt. Im Jahre 1899 gab er in Gemeinschaft mit ihr den „Atlas of Representative Stellar Spektra" heraus, dem im Jahre 1909 ein stattlicher, einen Abdruck seiner Schriften enthaltender Band folgte.

Schmidt, Johann Friedrich Julius (1825—1884), aus Eutin. Zuerst bei Benzenberg in Bilk (Düsseldorf), kommt Schmidt 1846 als Assistent nach Bonn. 1853 als Leiter der von Unkrechtsbergschen Privatsternwarte in Olmütz angestellt; seit 1858 Direktor der Sternwarte in Athen. Schmidt ist als einer der unermüdlichsten Beobachter bekannt. Seine Beobachtungen beziehen sich auf alle Gebiete der Astronomie, besonders aber auf veränderliche Sterne. Sein berühmtestes Werk ist die große Mondkarte.

Carrington, Richard (1826—1875), aus Chelsea. Besitzer einer Privatsternwarte, zuerst in Redhill, später in Churt, Surrey. C. ist unter den zahlreichen englischen Privatastronomen einer der erfolgreichsten. Seine mit einem Meridiankreise angestellten und in dem Redhill Catalogue 1857 publizierten Beobachtungen von mehr als 3700 sehr nördlichen teleskopischen Sternen zeichnen sich durch Genauigkeit aus, und die durch 7½ Jahre konsequent fortgesetzten Beobachtungen der Sonnenflecke, 1863 in einem Bande zusammengefaßt, haben die wichtigsten Daten zur Erkenntnis der Sonnenrotation und der Fleckenbewegung geliefert.

Klinkerfues, Ernst Friedrich Wilhelm (1827—1884), aus Hofgeismar in Hessen. Zuerst Geometer, durch Gerling in die Astronomie eingeführt; kommt 1851 nach Göttingen zu Gauß, wo er 1855 Observator der Sternwarte wird. 1859 tritt er in die provisorische Direktion der Sternwarte ein, wird 1863 außerordentlicher Professor und 1868 Direktor der Abteilung für praktische Astronomie an der Sternwarte. Er entdeckte sechs Kometen, doch gehören seine Hauptarbeiten der theoretischen Astronomie an: Berechnung der Bahnen von Kometen, Doppelsternen und Planeten, Bestimmung der absoluten Störungen bei kleinen Planeten und bei Bahnen mit großer Exzentrizität und starker Neigung; ferner Untersuchungen über die Beziehungen zwischen Kometen und Sternschnuppen. Seine Leistungen auf dem Gebiete der Meteorologie sind bekannt.

Oudemans, Jean Abraham Chrétien (1827—1906), aus Amsterdam. Schon mit 19 Jahren Gymnasiallehrer in Leiden; 1853 wurde er Observator an der dortigen Sternwarte, 1857 Oberingenieur für den geographischen Dienst in Niederländisch Indien, 1875 Direktor der Sternwarte in Utrecht. Die Zahl seiner Veröffentlichungen ist sehr groß; sie erstrecken sich auf die verschiedensten Zweige der Astronomie und Geodäsie. Sein Hauptwerk ist die Triangulation von Java; von seinen astronomischen Arbeiten sind besonders Beobachtungen von ver-

änderlichen Sternen sowie ein Verzeichnis von Fixsternparallaxen hervorzuheben. 1898 trat er in den Ruhestand.

Schönfeld, Eduard (1828—1891), aus Hildburghausen. Widmet sich zuerst dem Baufache, wird aber durch Gerling in Marburg in die Astronomie eingeführt und kommt 1852 nach Bonn. Argelander überträgt ihm 1853 die Assistentenstelle der Sternwarte. Hier beteiligt er sich in umfassender Weise an der Herstellung der Bonner Durchmusterung. Im Jahre 1859 geht er nach Mannheim als Direktor der dortigen Sternwarte. Trotz der sehr bescheidenen Mittel derselben versteht es Sch., auch hier Arbeiten von dauerndem Werte zu liefern. Das Studium der veränderlichen Sterne, in Bonn begonnen, wird konsequent fortgesetzt. Als seine Hauptarbeit in Mannheim ist sein Katalog der Nebelflecke zu betrachten. Im Jahre 1875 wird Sch. als Nachfolger Argelanders nach Bonn berufen, und hier beginnt er sofort sein größtes Werk, die „Südliche Durchmusterung des Himmels", welches er, nur in den Reduktionsarbeiten unterstützt, allein zu Ende geführt hat.

Roberts, Isaac (1829—1904), aus Groes in Nord-Wales; widmete sich dem Baugewerbe, ging jedoch zu Anfang der achtziger Jahre gänzlich zur Astronomie über. R. muß als einer der Pioniere der Himmelsphotographie angesehen werden; sein Verdienst ist es vor allem, gezeigt zu haben, daß die Reflektoren sich zur Photographie der Nebelflecke in vorzüglicher Weise eignen. Er hat seine Resultate in zwei Bänden: „Photographs of Stars, Star-Clusters and Nebulae" veröffentlicht.

Hall, Asaph (1829—1907), aus Goshen, Conn. 1857 Assistent am Harvard Observatory, 1862 Astronom am U. S. Naval Observatory zu Washington, 1895 bis 1901 Professor der Astronomie am Harvard College. H. ist hauptsächlich bekannt durch die Entdeckung der Marsmonde (1877). Ferner hat er Messungen von Doppelsternen und Sternparallaxen ausgeführt, eine Bestimmung der Saturnrotation, Studien über die Saturnmonde u. a.

Bruhns, Carl Christian (1830—1881), aus Plön in Holstein. Sohn eines Schlossers. Kommt 1851, um Schlosser oder Mechaniker zu werden, nach Berlin, wird dort mit Encke bekannt und von diesem, der seine ungewöhnlichen Gaben bald erkennt, bereits 1852 als Assistent an der Sternwarte angestellt; 1854 wird er Observator, 1859 Dozent an der Universität. 1860 wird er Professor der Astronomie und Observator der neu zu errichtenden Sternwarte in Leipzig und bald darauf, nachdem Möbius zurückgetreten war, deren Direktor. Br. war hauptsächlich als Rechner, speziell als Planetenrechner tätig; als Beobachter hat er sich durch die Entdeckung mehrerer Kometen verdient gemacht. Daneben hat er auch auf dem Gebiete der Meteorologie und Geodäsie mit Erfolg gearbeitet.

Newton, Hubert Anson (1830—1896), aus Sherburne (Nordamerika). Von 1855 bis zu seinem Tode Professor der Mathematik am Yale College zu New Haven (Conn.); von 1882—1884 Direktor der Sternwarte der Universität. Hauptsächlich bekannt durch seine Untersuchungen über die Novembersternschnuppen, über die Bahnen und die Häufigkeit der Meteore, den Ursprung der Kometen und den Einfluß des Jupiter auf die Kometenbahnen.

Bredichin, Theodor (1831—1904), aus Nikolajeff (Rußland). 1857 Professor der Astronomie in Moskau, 1873 Direktor der Sternwarte daselbst, 1890 Direktor der Sternwarte zu Pulkowa. 1894 trat er zurück, um sich ungestört seinen wissen-

schaftlichen Arbeiten widmen zu können. Seine bedeutsamste Arbeit sind die Untersuchungen über die Formen der Kometen, besonders der Schweife derselben.

Krueger, Carl Nikolaus Adalbert (1832—1896), aus Marienburg in Westpreußen. Von 1853—1862 Gehilfe an der Sternwarte zu Bonn, dann Professor der Astronomie und Direktor der Sternwarte in Helsingfors, 1876 Direktor der Gothaer Sternwarte und 1880 Direktor der Sternwarte zu Kiel. In Bonn hat er gemeinsam mit Schönfeld die von Argelander begonnene Bonner Durchmusterung durchgeführt. Daneben beobachtete er Kometen und kleine Planeten, sowie veränderliche Sterne, auch hat er umfangreiche Messungsreihen zur Parallaxenbestimmung von Fixsternen angestellt. Bei seiner Übersiedelung nach Kiel übernahm er die Herausgabe der Astronomischen Nachrichten, die er bis zu seinem Tode fortgeführt hat.

Foerster, Wilhelm (1832—1921), aus Grünberg in Schlesien. Promovierte 1854 in Bonn, wurde 1855 Assistent, 1865 Direktor der Sternwarte in Berlin une trat 1904 in den Ruhestand. F.s Leistungen liegen auf organisatorischem Gebiete. Er war Mitbegründer der Astronomischen Gesellschaft, gründete das Astronomische Recheninstitut, wirkte mit bei der Organisation der Expeditionen zur Beobachtung der Venusdurchgänge, der Gründung des Potsdamer Observatoriums, der Physikalisch-Technischen Reichsanstalt, der Normal-Eichungskommssion, deren Direktor er lange Zeit im Nebenamte war, usw. Auch um die „Internationale Erdmessung" hat er große Verdienste.

Loewy, Moritz (1833—1907), aus Wien. Ging 1860 nach Paris, wurde 1861 Astronome adjoint der dortigen Sternwarte, 1872 Mitglied des Bureau des Longitudes und bald darauf Herausgeber der Connaissance des temps und des Annuaire du Bureau des Longitudes. Seit 1896 Direktor der Pariser Sternwarte. Von L. rührt die Konstruktion des Equatorial coudé her; er gab ferner zahlreiche neue Beobachtungsmethoden an, so besonders zur Bestimmung der Aberration und der Refraktion. Seit dem Tode von Mouchez (1892) leitete er die Arbeiten für die Herstellung der photographischen Himmelskarte. Wertvoll ist der von L. in Gemeinschaft mit Puiseux herausgegebene Atlas des Mondes nach photographischen Aufnahmen.

Zöllner, Johann Carl Friedrich (1834—1882), aus Berlin. Habilitiert sich 1865 in Leipzig mit theoretischen Untersuchungen über die Lichtstärke der Mondphasen, denen seine berühmte Abhandlung über die physische Beschaffenheit der Himmelskörper mit besonderer Rücksicht auf die Photometrie folgt. 1866 wird er außerordentlicher, 1872 ordentlicher Professor der Astrophysik in Leipzig. Z. war außerordentlich produktiv und hat eine beträchtliche Anzahl scharfsinniger astrophysikalischer und rein physikalischer Untersuchungen veröffentlicht. Mit seinem Werke über die Natur der Kometen betritt er die Bahn subjektiver Kritik, die ihm sehr viele Anfeindungen eingetragen hat. Später neigt er immer mehr zu spiritistischen Untersuchungen hin. Alle seine späteren Schriften verraten einen anormalen Gemütszustand. Er starb am Herzschlage mitten in eifrigster literarischer Tätigkeit.

Langley, Samuel Pierpont (1834—1906), aus Boston. Zuerst Architekt, 1865 Assistent am Harvard College Observatory, 1866 Professor der Astronomie und Physik und Leiter der Allegheny-Sternwarte, 1887 Leiter der Smithsonian Institution zu Washington. Gründete das Smithsonian Astrophysical Observatory,

erfand das Bolometer, mit dem er die Temperatur der Sonne bestimmte und das ultrarote Sonnenspektrum untersuchte.

Young, Charles Augustus (1834—1908), aus Hanover, N. H. Studierte am Dartmouth College, wo er 1868 eine Professur der Astronomie erhielt, die er 1877 mit der gleichen Stellung zu Princeton, N. J. vertauschte. Entdeckte bei der Sonnenfinsternis von 1869 die umkehrende Schicht der Sonnenchromosphäre und die grüne Koronalinie. Beobachtete und photographierte Protuberanzen als einer der ersten, studierte die Chromosphärenlinien und galt bald als eine der ersten Autoritäten auf dem Gebiete der Sonnenforschung. Am bekanntesten von seinen Werken sind „The Sun" und „General Astronomy".

Winnecke, August Friedrich Theodor (1835—1897), aus Groß-Heere bei Hildesheim. Schon als Student in Berlin wissenschaftlich tätig; 1856 in Bonn; seit 1858 in Pulkowa, zuletzt als stellvertretender Direktor. 1865 infolge von Überanstrengung geistig erkrankt; nach seiner Genesung in Karlsruhe; 1872 als Direktor der Sternwarte an die Universität Straßburg berufen; 1882 wegen erneuter Erkrankung zurückgetreten, kurz nachdem die neue nach seinen Plänen erbaute Sternwarte vollendet worden war. Lebte noch 16 Jahre in geistiger Umnachtung. Hervorragender Beobachter; entdeckt mehrere Kometen. Von seinen Arbeiten sind besonders zu erwähnen: Die Bestimmung der Sonnenparallaxe aus Marsbeobachtungen (1862), Beobachtungen veränderlicher Sterne, Untersuchungen über Parallaxen von Sternen.

Radau, Johann Karl Rudolf (1835—1911), aus Angerburg in Ostpreußen. Studiert in Königsberg, ist 1855—1856 Assistent der Sternwarte daselbst, kommt 1859 nach Paris, wo er wissenschaftlicher Journalist wird und zahlreiche wissenschaftliche und populäre Schriften verfaßt. Kehrt nach dem deutsch-französischen Kriege nach Paris zurück, wird 1897 Mitglied der Pariser Akademie, 1899 des Bureau des Longitudes. Hat wertvolle Arbeiten über das Problem der drei Körper, über Störungstheorie, Mondtheorie, astronomische Refraktion, Figur der Erde veröffentlicht. Sein Hauptwerk sind die Mondtafeln, die er auf Grund der Theorie von Delaunay berechnet hat.

Newcomb, Simon (1835—1909). Geboren zu Wallace in Neuschottland, 1861 Mathematikprofessor in der U. S. Navy, womit eine Stellung am Naval Observatory zu Washington verbunden war, 1877 Superintendent of the American Nautical Almanac, 1884—1893 Inhaber des Lehrstuhls für Astronomie und Mathematik zu Baltimore. Schied 1897 aus dem Staatsdienst aus, behielt aber seinen Wohnsitz zu Washington, stets wissenschaftlich tätig, bis zu seinem Tode. N. war besonders groß als Theoretiker; zahlreich sind seine Abhandlungen mathematisch-astronomischen Inhalts. 1860 erschien „On the Secular Variations and Mutual Relations of the Orbits of the Asteroids", 1865 „Investigation of the Distance of the Sun etc."; 1867 veröffentlichte er seine Tafeln des Neptun, 1874 die des Uranus. Hierauf folgten 1878 wertvolle Untersuchungen zur Mondtheorie, die er 1903 von neuem aufnahm und kurz vor seinem Tode beendete. 1884 veröffentlichte N. die Resultate seiner Messungen der Lichtgeschwindigkeit. Hierauf beschäftigte er sich mit Fragen über den Bau des Himmels, bestimmte die Geschwindigkeit des Sonnensystems, führte Untersuchungen aus über die Verteilung der Sterne. — Um die Verbreitung der astronomischen Wissenschaft in weitesten Kreisen hat sich N. große Verdienste erworben, besonders durch sein 1878 erschienenes Werk „Popular Astronomy", von dem bereits 1881 eine von R. Engel-

mann besorgte deutsche Ausgabe erschien, die nunmehr in siebenter Auflage vorliegt.

Schiaparelli, Giovanni Virginio (1835—1910), in Savigliano (Piemont) geboren, studiert in Turin und dann in Berlin, arbeitet 1859 praktisch in Pulkowa, 1864—1900 Direktor der Brera-Sternwarte in Mailand. Bei seinen klassischen Untersuchungen über die astronomische Theorie der Sternschnuppen entdeckt S. 1866 den Zusammenhang der Perseiden mit dem Kometen 1862 III. Außer mit der Messung zahlreicher Doppelsterne (1875—1900) hat sich S. besonders mit der Beobachtung der Oberflächen des Merkur, der Venus und des Mars beschäftigt. Er ist der eigentliche Begründer der Marstopographie. 1877 entdeckte er die „Marskanäle". Die sieben Abhandlungen über den Mars sind unter dem Titel: „Osservazioni astronomiche e fisiche sulla topografia del pianeta Marte" erschienen. Auch historisch-astronomische Studien hat S. veröffentlicht, z. B. über die Astronomie im Alten Testament (1903).

Lockyer, Sir Norman (1836—1920), aus Rugby. Zuerst Liebhaberastronom, 1885—1913 Direktor des Solar Physics Observatory in South Kensington, gründete dann das Hill Observatory in Sidmouth. L. war einer der Pioniere der Astrophysik. Entdeckte 1868 gleichzeitig mit Janssen die spektroskopische Methode der Beobachtung der Sonnenprotuberanzen und schrieb zuerst die Linie D_3 in deren Spektrum einem damals unbekannten Element zu, für das er den Namen Helium einführte. Besonders wichtig sind seine Arbeiten über die Spektra und den Entwicklungsgang der Sterne, die früher meist unterschätzt wurden; wir haben sie in dem Abschnitt „Die physische Beschaffenheit der Sterne" eingehend gewürdigt.

Draper, Henry (1837—1882), aus Virginia. Sohn des berühmten Physikers J. W. Draper. Nach vollendetem Studium errichtete er eine Privatsternwarte, nachdem er selbst größere Reflektoren für dieselbe angefertigt hatte, und beschäftigte sich mit der Photographie der Himmelskörper und ihrer Spektra, auf welchem Gebiete er Hervorragendes geleistet hat. Seine Witwe hat dem Harvard College Observatory in Cambridge, Mass., eine sehr beträchtliche Stiftung, Henry Draper Memorial, überwiesen, mit deren Hilfe daselbst spektralphotographische Untersuchungen betrieben werden.

Weiß, Edmund (1837—1917), aus Freiwaldau (österr. Schlesien). Seit 1858 an der Wiener Sternwarte tätig, deren Direktor er 1878 wurde. W. hat sich namentlich sehr große Verdienste auf dem Gebiete der Meteor-Astronomie erworben (vgl. das betreffende Kapitel dieses Buches).

Nyrén, Magnus (1837—1921), aus Brunskog in Schweden. Nachdem er 1867—71 abwechselnd in Upsala und Pulkowa gewirkt hatte, siedelte er 1871 endgültig nach Pulkowa über und war 1890—1908 Vizedirektor daselbst. Nach seiner Pensionierung 1908 lebte er wieder in Schweden. Seine Hauptarbeiten betreffen die Bestimmung der Konstanten der Präzession, Nutation und Aberration. Wies schon 1873 darauf hin, daß die Polhöhe von Pulkowa höchst wahrscheinlich veränderlich sei.

Tacchini, Pietro (1838—1905). In Modena geboren, studierte er auf der dortigen Universität, war sodann Hilfsarbeiter an der Sternwarte zu Padua, 1859 interimistischer Direktor des Observatoriums zu Modena, 1863 Adjunkt an der Sternwarte zu Palermo. Wurde 1879 nach Rom berufen als Leiter des Observatoriums des Collegio Romano und trat 1901 in den Ruhestand. Durch Secchi

auf die Sonnenbeobachtungen hingelenkt, widmete er denselben seine Haupttätigkeit, und seine Beobachtungen der Flecke, Fackeln und Protuberanzen umfassen einen Zeitraum von fast 30 Jahren.

Hill, George William (1838—1914), aus New York. Von 1861 an 30 Jahre lang am Nautical Almanac Office in Washington. Trat dann in den Ruhestand, ohne indessen seine Arbeiten zu unterbrechen. Er war einer der größten theoretischen Astronomen seiner Zeit. Seine Untersuchungen über die Theorie des Mondes enthalten ganz neue Methoden, die für die Behandlung des Dreikörperproblems von großer Bedeutung sind. Ferner sind seine Untersuchungen über die gegenseitigen Störungen von Jupiter und Saturn zu nennen. H.s gesammelte Werke wurden 1905—07 in vier Bänden von der Carnegie Institution in Washington herausgegeben.

v. Auwers, Arthur (1838—1915), aus Göttingen, studierte daselbst und in Königsberg, arbeitete dann längere Zeit bei Hansen in Gotha. Schon 1866 wurde er als Astronom und Mitglied der Akademie der Wissenschaften nach Berlin berufen und blieb bis zu seinem Tode in dieser Stellung. Den Venusdurchgang von 1874 beobachtete er in Luxor, den von 1882 in Punta Arenas. 1889 ging er ans Kap der Guten Hoffnung zwecks Bestimmung der Sonnenparallaxe durch heliometrische Messungen des Planeten Victoria. — A. galt als einer der ersten Astronomen seiner Zeit. Seine Tätigkeit lag ganz auf dem Gebiete der Besselschen Astronomie. Vorbildlich sind schon seine Jugendarbeiten über die veränderlichen Eigenbewegungen von Sirius und Procyon. Die Organisation der deutschen Expeditionen zur Beobachtung der Venusdurchgänge lag ihm ob, ebenso später die Bearbeitung des Beobachtungsmaterials. Er war der Leiter des Sternkatalog-Unternehmens der Astronomischen Gesellschaft und hat eine Zone desselben selbst beobachtet. Seine Neubearbeitung von Bradleys Fixsternbeobachtungen, seine Untersuchungen über die Genauigkeit und die Fehler der Sternkataloge sowie die Herstellung eines Fundamentalkatalogs sind Leistungen ersten Ranges.

Burnham, Sherburne Wesley (1838—1921), aus Thetford, Vermont. Anfangs Stenograph. Kaufte 1869 einen sechszölligen Refraktor, mit dem er zahlreiche Doppelsterne entdeckte. Von 1877 an setzte er seine Doppelstern-Forschungen auf dem Dearborn Observatory in Chicago fort. 1888 wurde er Astronom am Lick-Observatorium, 1892 nahm er eine Stellung als Clerk of the U. S. Circuit Court in Chicago an. In dieser Behörde blieb er bis 1902, wurde aber 1897 zugleich auch Mitglied des Yerkes-Observatoriums, an welchem er bis 1914 arbeitete. B. war einer der erfolgreichsten Doppelstern-Forscher. Von seinen Arbeiten und namentlich seinem „General Catalogue of Double Stars“ ist S. 610 die Rede gewesen.

Rayet, Georges (1839—1906). Geboren 1839 in Bordeaux, von 1863 an Assistent an der Pariser Sternwarte, wo er sich u. a. auch mit der Spektralanalyse der Himmelskörper beschäftigt. Entdeckt 1867 in Gemeinschaft mit C. Wolf die sogenannten „Wolf-Rayet-Sterne“ im Sternbilde des Schwans. 1874 an die Universität Marseille berufen, 1876 als Professor nach Bordeaux, wo er die neue Sternwarte einrichtete. Dort hat er sich durch seine Teilnahme an dem Unternehmen der Photographischen Himmelskarte und durch darauf bezügliche Arbeiten einen Namen gemacht.

Dunér, Nils Christoffer (1839—1914), aus Billeberga, Schweden. Seit 1858 an der Sternwarte in Lund tätig, wurde er 1864 zum Observator an derselben

und 1888 zum Direktor der Sternwarte in Upsala ernannt. 1909 trat er in den Ruhestand. Seine spektroskopischen Untersuchungen über die Sonnenrotation (1891 und 1906) sind klassisch. Ferner sind zu nennen seine Untersuchungen über die Sterne der dritten Spektralklasse, über veränderliche Sterne, seine Doppelsternmessungen und Meridianbeobachtungen, sowie seine geodätischen Arbeiten auf Spitzbergen.

Abbe, Ernst (1841—1905), in Eisenach als Sohn eines Spinnmeisters geboren; studiert in Jena und Göttingen Physik und Astronomie und wird 1877 Direktor der Sternwarte zu Jena. Seine Hauptverdienste liegen auf dem Gebiete der Optik, die er theoretisch wie praktisch in ungeahnter Weise förderte. A. ist Mitbegründer und langjähriger Leiter der bekannten Zeißwerke gewesen. Die Fernrohroptik verdankt ihm eine bedeutende Förderung durch Einführung neuer Glassorten, deren Auffindung und Herstellung durch A.s systematische Studien mit dem Glastechniker O. Schott (Glaswerke von Schott & Gen. in Jena) ermöglicht wurde. A.s berühmte Vorlesungen über Optik sind in Czapskis „Theorie der optischen Instrumente" (1893) enthalten.

Oppolzer, Theodor von (1841—1886), aus Prag. Sohn des bekannten Pathologen Johann von Oppolzer. Studiert auf Wunsch seines Vaters Medizin, daneben aber auch Astronomie. Nach seiner Promotion zum Dr. med. (1864) widmet er sich ganz der Astronomie. Von 1866 an lehrt er an der Wiener Hochschule, seit 1875 als ordentlicher Professor. Seine Arbeiten beziehen sich hauptsächlich auf die Berechnung von Planeten- und Kometenbahnen; vortrefflich ist sein „Lehrbuch der Bahnbestimmung der Planeten und Kometen". Im Jahre 1873 übernahm er die Ausführung der für die Europäische Gradmessung in Österreich erforderlichen astronomischen Arbeiten. Gleichzeitig hat O. seinen „Canon der Finsternisse" ausgearbeitet, in welchem die Elemente aller Sonnen- und Mondfinsternisse für den Zeitraum von 1500 v. Chr. bis 2000 n. Chr. berechnet sind. Auch mit rein theoretischen Untersuchungen über das Störungsproblem, speziell über die Störungen des Mondes, hat sich O. beschäftigt. — Sein Sohn, Egon von O. (1869—1907), widmete sich ebenfalls der Astronomie. Geboren in Wien; 1896 Assistent an der Sternwarte zu Prag, 1901 außerordentlicher, 1906 ordentlicher Professor zu Innsbruck. Bekannt ist seine Theorie über die Entstehung der Sonnenflecke, sowie die von ihm gemachte Entdeckung der Veränderlichkeit des Planeten Eros.

Engelmann, Rudolf (1841—1888), aus Leipzig, Sohn des Verlagsbuchhändlers Wilhelm Engelmann. Studierte in Bonn und Leipzig Astronomie; 1863 Observator der Leipziger Sternwarte und 1871 Privatdozent. 1874 wurde er durch Familienverhältnisse gezwungen, die Sternwarte zu verlassen und in das väterliche Geschäft einzutreten. Trotzdem führte er seine astronomischen Arbeiten und Beobachtungen, letztere auf seiner Privatsternwarte, fort. Seine Haupttätigkeit bezog sich auf die Doppelsterne; seine Messungen sind von bleibendem Wert. Eine wichtige Frucht der glücklichen Vereinigung seiner astronomischen Kenntnisse mit seiner buchhändlerischen Tätigkeit ist die Herausgabe der sämtlichen Besselschen Abhandlungen und Rezensionen, sowie die Übersetzung und Herausgabe der ersten Auflage des vorliegenden Werkes.

Gyldén, Johann August Hugo (1841—1896), aus Helsingfors. Mit neunzehn Jahren hatte er die Universität absolviert, ging 1861 nach Gotha zu Hansen; war von 1862—1871 an der Sternwarte zu Pulkowa tätig; von da ab bis zu seinem

Tode war er Direktor der Sternwarte zu Stockholm. Die Hauptarbeit seines Lebens bilden Untersuchungen auf dem Gebiete der Störungstheorie. Die Hauptpunkte seiner Untersuchungen über die absoluten Bahnen der Himmelskörper sind in einer Reihe von Veröffentlichungen unter dem Titel „Undersökningar af theorien för himlakropparnas rörelser" niedergelegt. Die Anwendung seiner Theorie auf das Sonnensystem sollte in dem groß angelegten Werke „Traité analytique des orbites absolues des huit planètes principales" gegeben werden. Es war ihm aber nur noch vergönnt, den ersten Teil davon im Drucke zu vollenden; die numerischen Rechnungen hat er nicht mehr zu Ende führen können. Von anderen Arbeiten sind noch besonders hervorzuheben: Untersuchungen über die Konstitution der Atmosphäre und die Strahlenbrechung; ferner Untersuchungen über die Rotation der Himmelskörper, über die Erklärung des Lichtwechsels der veränderlichen Sterne, über die Parallaxen und Eigenbewegungen der Sterne, sowie über kosmogonische Fragen.

Cornu, Marie Alfred (1841—1902), aus Orléans. 1866 Ingenieur, 1867 Professor der Physik an der Ecole polytechnique; 1886 Mitglied des Bureau des Longitudes. Hervorragender Physiker; lieferte u. a. Beiträge zur Kenntnis des Sonnenspektrums, besonders des ultravioletten Teiles und der tellurischen Linien, sowie Untersuchungen über Metallspektra. Von weiteren Untersuchungen sind am bekanntesten die Bestimmungen der Geschwindigkeit des Lichts und der Dichtigkeit der Erde.

Vogel, Hermann Carl (1841—1907), aus Leipzig. Studierte in Dresden und Leipzig, 1865 Assistent an der Sternwarte zu Leipzig; 1870 Direktor der Sternwarte des Kammerherrn v. Bülow zu Bothkamp in Holstein. 1874 wurde er als Observator an das neu zu errichtende Astrophysikalische Observatorium zu Potsdam berufen, dessen Einrichtung und Ausgestaltung in erster Linie sein Werk ist. 1882 wurde er der erste Direktor des Instituts, welches unter seiner Leitung zu einer hervorragenden Stellung gelangte. In Leipzig wurde V., hauptsächlich durch den Verkehr mit Zöllner, für die Astrophysik gewonnen, und er widmete sich von da ab fast ausschließlich diesem damals neu entstandenen Zweige der Astronomie. Fast auf allen Gebieten der Astrophysik ist V., zum Teil bahnbrechend, tätig gewesen, besonders aber auf dem der Sternspektralanalyse, wo er neben Huggins als die erste Autorität galt. Von seinen sehr zahlreichen Arbeiten können hier nur die wichtigsten erwähnt werden: „Untersuchungen über die Spektra der Planeten", „Spektralphotometrische Untersuchungen", „Spektralanalytische Mitteilungen" (die Klasseneinteilung der Fixsternspektra enthaltend), „Untersuchungen über das Sonnenspektrum", „Spektroskopische Durchmusterung", „Untersuchung über die Eigenbewegung der Sterne im Visionsradius auf spektrographischem Wege". Die letztgenannte Arbeit, an die sich noch zahlreiche Untersuchungen gleichen Inhalts anschlossen, muß als sein Hauptwerk angesehen werden; er hat damit der Astronomie ein neues, weites Arbeitsgebiet von größter Bedeutung eröffnet. — V. besorgte die zweite und die dritte Auflage des vorliegenden Werkes.

Celoria, Giovanni (1842—1920), aus Casale Monferrato. War Astronom der Brera-Sternwarte in Mailand und von 1900 an deren Direktor als Nachfolger Schiaparellis. 1917 trat er in den Ruhestand. Bekannt durch seine Sterneichungen sowie durch seine Arbeiten über Doppelsterne und Sonnenfinsternisse.

Thome, Juan Macon (1843—1908), aus Palmira (Pennsylvanien), Mitarbeiter von Gould und (seit 1885) dessen Nachfolger in der Direktion der Stern-

warte zu Córdoba in Argentinien. Sein Hauptlebenswerk war die in der Art der Bonner Durchmusterung angelegte Córdoba-Durchmusterung, von der die Zonen von — 22° bis — 51° ganz, die von — 52° bis — 61° fast vollendet waren, als Th. 1908 plötzlich verschied.

Becker, Ernst (1843—1912), aus Emmerich am Rhein. 1870—71 Observator an der Sternwarte zu Leiden, 1871—74 an der zu Neuchâtel, 1874—1883 an derjenigen zu Berlin, wo er die Zone + 20° bis + 25° des Katalogs der Astronomischen Gesellschaft beobachtete. 1883 Direktor der Sternwarte in Gotha, 1887 derjenigen in Straßburg; letzteren Posten behielt er inne, bis er sich 1909 zur Ruhe setzte. In Straßburg wurde unter seiner Leitung und Beteiligung die Zone — 2° bis — 6° des genannten Katalogs bearbeitet. B. hat sich um die Präzisions-Astronomie große Verdienste erworben.

Gill, Sir David (1843—1914), aus Aberdeen. 1872—76 leitete er die Privatsternwarte des Lord Lindsay in Dunecht, beobachtete 1874 auf Mauritius den Venusdurchgang. 1877 begab er sich nach Ascension zwecks Bestimmung der Sonnenparallaxe durch Beobachtungen des Mars. 1879 wurde er zum Direktor der Sternwarte am Kap der Guten Hoffnung ernannt, die unter seiner Leitung allmählich neu ausgerüstet und vergrößert wurde. Nach seiner 1906 erfolgten Pensionierung lebte er in London. G. war ein ausgezeichneter Praktiker, namentlich berühmt durch seine heliometrischen Messungen von Sternparallaxen, von kleinen Planeten zur Bestimmung der Sonnenparallaxe, sowie durch solche der Jupitermonde. Auch leitete er die umfangreichen geodätischen Messungen in Südafrika.

Helmert, Friedrich Robert (1843—1917), aus Freiberg in Sachsen, hervorragender Geodät. 1869—1870 Observator an der Sternwarte in Hamburg, 1870 ordentlicher Lehrer, 1872 Professor an der Technischen Hochschule in Aachen, 1886 kommissarischer Leiter, 1887 Direktor des Geodätischen Instituts in Berlin, später in Potsdam. Seine wichtigen geodätischen Arbeiten können hier nicht angeführt werden, genannt seien nur seine Bücher „Die Ausgleichungsrechnung nach der Methode der kleinsten Quadrate" (2. Auflage, Leipzig 1907) und „Die mathematischen und physikalischen Theorien der höheren Geodäsie" (Leipzig 1880—84).

Trépied, Charles (1845—1907). 1877 am Bureau des Longitudes angestellt; 1880 wurde er mit der Organisation und Leitung der Sternwarte in Algier betraut. Beteiligte sich von Anfang an eifrig an dem 1887 ins Leben gerufenen Unternehmen der Photographischen Himmelskarte und führte wichtige Untersuchungen über astronomische Photographie aus.

Darwin, George Howard (1845—1912), wurde als zweiter Sohn von Charles Darwin in Down (Kent) geboren. Wird bereits 1879 Mitglied der Royal Society, 1883 Professor der Astronomie und Experimentalphysik in Cambridge. Hat zahlreiche, höchst wertvolle theoretische und numerische Arbeiten über die Gezeiten der Meere, die Elastizität und die Fluten der festen Erde, über Gleichgewichtsfiguren einer rotierenden Flüssigkeitsmasse, über periodische Lösungen des Dreikörperproblems verfaßt. In weiteren Kreisen ist sein allgemeinverständliches Buch: „The Tides and Kindred Phenomena in the Solar System" bekannt geworden. Seine wissenschaftlichen Werke sind in 4 Bänden „Scientific Papers" gesammelt erschienen.

Tisserand, François Félix (1845—1896), aus Nuits-Saint-Georges (Frankreich). Er trat 1866 als Adjunkt bei dem Observatorium zu Paris ein; 1873 wurde er zum Direktor der Sternwarte zu Toulouse ernannt; 1878 kehrte er nach Paris zurück als Nachfolger Leverriers in der Akademie und als Mitglied des Bureau des Longitudes. 1892 wurde er Direktor der Pariser Sternwarte. Seine Schriften, die sich namentlich mit den verschiedensten Problemen der Himmelsmechanik beschäftigen, zeichnen sich durch große Klarheit und Exaktheit aus; ganz besonders ist dies der Fall bei seinem klassischen Lehrbuche „Traité de mécanique céleste" (4 Bände). Viele von seinen Arbeiten, so auch seine bekannte Abhandlung „Sur la théorie de la capture des comètes périodiques" sind in der von ihm begründeten Zeitschrift „Bulletin astronomique" erschienen.

Lohse, Oswald (1845—1915), aus Leipzig. Anfangs Chemiker, durch H. C. Vogel für die Astronomie gewonnen. Ging 1870 mit diesem an die Bülowsche Privatsternwarte nach Bothkamp und wurde 1874 an das neu zu gründende Astrophysikalische Observatorium in Potsdam berufen, dem er bis zu seinem Tode angehörte. Dort hat er sich hauptsächlich durch Untersuchungen über die physische Beschaffenheit von Mars und Jupiter, über die Spektra der Elemente, über Doppelsterne und durch photographische Arbeiten ausgezeichnet.

Boss, Lewis (1846—1912), aus Providence, Rhode Island. Studiert unter Young am Dartmouth College Astronomie, wird dann Assistant Astronomer des United States Engineer Corps. Seit 1876 Direktor des Dudley-Observatoriums in Albany (N. Y.), wo er die Zone $+1^{\circ}$ bis $+5^{\circ}$ des A. G. Katalogs beobachtet. 1904 Direktor des Department of Meridian Astronomy der Carnegie Institution. Seine Hauptarbeit ist eine Untersuchung über die Örter von Fundamentalsternen und die Herstellung des „Preliminary General Catalogue of 6188 Stars for the Epoch 1900".

Chandler, Seth Carlo (1846—1913), aus Boston, Mass. War Aktuar von Lebensversicherungsgesellschaften und Privatastronom. Besonders bekannt sind seine Arbeiten über die Polhöhenschwankungen (vgl. S. 357) und seine Kataloge der veränderlichen Sterne. Gab längere Zeit hindurch das „Astronomical Journal" heraus.

Backlund, Oskar (1846—1916), aus Langhem in Schweden. War zuerst in Stockholm und Upsala tätig und wurde 1876 Observator in Dorpat. 1879 siedelte er nach Pulkowa über, lebte 1887—95 als Akademiker in Petersburg und war von 1895 an Direktor der Sternwarte in Pulkowa. Er hat hauptsächlich auf dem Gebiete der Störungstheorie gearbeitet; am bekanntesten sind seine Untersuchungen über die Bewegung des Enckeschen Kometen. Auch in der Geodäsie hat er sich betätigt (schwedisch-russische Gradmessung).

Pickering, Edward Charles (1846—1919), aus Boston, Mass. Seit 1877 bis zu seinem Tode Direktor des Harvard College Observatory, das sich unter seiner Leitung zu einer der ersten Sternwarten entwickelte. P. war ein hervorragender Organisator. Er schuf an seinem Observatorium und an dessen Filiale in Arequipa eine dauernde photographische Überwachung des ganzen Himmels. Ein ungeheures Beobachtungsmaterial wurde angehäuft, welches für die Wissenschaft von gar nicht zu ermessendem Werte ist. Seine und seiner Mitarbeiter Untersuchungen über die Spektra der Sterne und deren Klassifizierung, über veränderliche Sterne usw., seine zahllosen photometrischen Messungen von Sternen haben unsere Kennt-

nisse in höchstem Maße gefördert, und es ist oft in diesem Buche auf sie Bezug genommen worden. Die wichtigsten unter den vielen, aus dem Harvard-Observatorium unter seiner Direktion hervorgegangenen Arbeiten sind die „Revised Harvard Photometry" (vgl. S. 537) und der „Draper Catalogue of Stellar Spectra" (vgl. S. 548). P. ist zu den verdienstvollsten Astronomen der neueren Zeit zu rechnen.

Franz, Julius (1847—1913), aus Rummelsburg in Pommern. Kurze Zeit Lehrer am Wilhelmsgymnasium in Berlin, wird 1874 Assistent der Sternwarte in Neuchâtel, 1876 Observator in Königsberg, 1897 Direktor der Sternwarte in Breslau. Bekannt durch seine zahlreichen, wertvollen Arbeiten über die Mondtopographie.

Rowland, Henry Augustus (1848—1901), aus Honesdale, Pa.; Professor an der Johns Hopkins University in Baltimore. Seine Hauptleistungen sind die Erfindung und Herstellung des Konkavgitters und die mit einem solchen Apparate von ihm und seinen Schülern ausgeführte Aufnahme (Photographic Map of the Normal Solar Spectrum) und Ausmessung des Sonnenspektrums (Preliminary Table of Solar Spectrum Wave-Lengths). Rowland hat auch eine Methode zur Herstellung fehlerfreier Mikrometerschrauben angegeben, nach welcher jetzt allgemein von den Mechanikern gearbeitet wird.

Henry, Paul Pierre (1848—1905) und sein Bruder Mathieu Prosper (1849—1903), aus Nancy. Ersterer wurde 1864, letzterer 1865 an der Pariser Sternwarte angestellt. Von 1871—1884 setzten sie gemeinschaftlich die von Chacornac begonnenen Ekliptikalkarten fort. Im Verlaufe dieser Arbeit wurden sie 1884 dazu geführt, die Photographie als Hilfsmittel zur Mappierung der Sterne zu benutzen. Die dazu nötigen photographischen Fernrohrobjekte schliffen sie selbst, und in der Folgezeit ist eine große Anzahl von Objektiven und Spiegeln aus ihrer Werkstätte hervorgegangen. Ihre astrophotographischen Arbeiten gaben den Anlaß zu dem Unternehmen der Photographischen Himmelskarte, an welchem sie sich selbst beteiligten.

Bruns, Heinrich (1848—1919), aus Berlin. 1871—73 Rechner in Pulkowa, 1873—76 Observator in Dorpat, 1876—82 außerordentlicher Professor der Mathematik in Berlin, seit 1882 bis zu seinem Tode Direktor der Sternwarte in Leipzig. B. war in erster Linie Theoretiker. Namentlich seine Abhandlungen „Die Figur der Erde" (1878), „Über die Integrale des Vielkörperproblems" (1887), „Das Eikonal" (1895) und seine Bücher „Grundlinien des wissenschaftlichen Rechnens" (Leipzig 1903) und „Wahrscheinlichkeitsrechnung und Kollektivmaßlehre" (Leipzig 1904) haben ihm hohes Ansehen verschafft.

Callandreau, Pierre Jean Octave (1852—1904), aus Angoulème (Frankreich). Bereits 1874 trat er als Aide-Astronome bei der Sternwarte in Paris ein; während seiner 30jährigen Tätigkeit an diesem Institut hat er eine Reihe der wertvollsten Arbeiten geliefert, besonders auf dem Gebiete der Himmelsmechanik. Von Bedeutung sind vor allem seine Untersuchungen über die Gleichgewichtsfiguren der Himmelskörper, sowie über die Einwirkung der Anziehung des Jupiter auf die Kometenbahnen.

Kreutz, Heinrich (1854—1907), aus Siegen. Nach beendetem Studium Assistent an der Sternwarte in Bonn (1880—81), dann in Wien. 1882 Hilfsarbeiter am astronomischen Recheninstitut zu Berlin, 1883 Observator an der

Sternwarte zu Kiel. Seit 1896 Herausgeber der Astronomischen Nachrichten. Das Hauptgewicht der Wirksamkeit von K. lag in seiner literarischen Tätigkeit. Bekannt sind seine mustergültigen Bearbeitungen der Bahnen einiger Kometen; große Verdienste hat er sich aber auch erworben bei der Herausgabe der Astronomischen Nachrichten.

Poincaré, Henri (1854—1912), aus Nancy. Nach Beendigung seiner Studien an der Ecole polytechnique wird er 1879 Ingénieur des Mines und am Ende dieses Jahres Professor an der Universität Caen. 1881 Professor an der Universität Paris, 1887 Mitglied der Pariser Akademie, 1906 deren Präsident. P. war einer der größten Mathematiker und theoretischen Astronomen aller Zeiten. Seine für die theoretische Astronomie bedeutungsvollsten Arbeiten sind die Abhandlungen über Gleichgewichtsfiguren einer rotierenden Flüssigkeitsmasse (1885), über das Problem der drei Körper (1889) und seine Werke: Méthodes nouvelles de la mécanique céleste (1892—99), Leçons de mécanique céleste (1905—1910), Leçons sur les hypothèses cosmogoniques (1911).

Struve, Hermann (1854—1920), Sohn von Otto S., in Pulkowa geboren. Studierte in Dorpat, Paris und Deutschland und wurde zunächst in Pulkowa angestellt. 1894 wurde er als Direktor der Sternwarte nach Königsberg berufen, 1904 in gleicher Eigenschaft nach Berlin. Die Berliner Sternwarte wurde später nach Babelsberg verlegt und nach seinen Plänen ausgestaltet. S. beschäftigte sich besonders erfolgreich mit der Beobachtung und der Theorie der Satelliten, namentlich der des Saturn. — Sein Bruder Ludwig Struve (1858—1920) war zunächst an den Sternwarten Pulkowa und Dorpat tätig und später Direktor der Sternwarte in Charkow. Seine Arbeiten betreffen die Präzessionskonstante und die Bewegung des Sonnensystems, die Doppelsterne usw., auch hat er sich durch Meridian-Beobachtungen verdient gemacht.

Lowell, Percival (1855—1916), aus Boston, Mass. Nachdem er große Reisen gemacht hatte, widmete er sich von 1894 an ganz der Astronomie und erbaute sich eine großartige Privatsternwarte in Flagstaff, Arizona, zunächst speziell zur Beobachtung der Planeten-Oberflächen. Später wurden auch photographische und spektrographische Arbeiten in das Programm der Sternwarte aufgenommen. In weiten Kreisen ist L. durch seine Forschungen und Schriften über den Mars bekannt geworden.

Kempf, Paul (1856—1920), aus Berlin. Nach Abschluß seiner Studien trat er 1878 bei dem Astrophysikalischen Observatorium in Potsdam ein, dem er sein ganzes Leben hindurch treu blieb. Seine wichtigste Arbeit ist die in Gemeinschaft mit G. Müller durchgeführte Potsdamer Photometrische Durchmusterung. Außerdem hat er Abhandlungen über das Sonnenspektrum (mit G. Müller), über die Sonne, veränderliche Sterne, die Masse des Jupiter, über Nebelflecke und Sternhaufen usw. verfaßt. Kempf ist der Herausgeber der 4. und 5. Auflage dieses Buches.

Keeler, James Edward (1857—1900), aus La Salle (Illinois). Studiert zum Teil auf deutschen Universitäten, nimmt 1884—1886 als Assistent des Allegheny-Observatoriums an den bolometrischen Arbeiten Langleys teil, kommt dann an das Lick-Observatorium. Hier untersucht er die Spektra von 14 Nebeln und bestimmt zum ersten Male und mit großer Genauigkeit die Radialgeschwindigkeiten derselben (Spektroscopic Observations of Nebulae). Weiterhin veröffent-

licht er eine große Reihe von Abhandlungen über die Spektra von Planeten, Kometen und Fixsternen. 1891 kommt er als Direktor an das Allegheny-Observatorium und macht hier seine berühmte Untersuchung: „A Spectroscopic Proof of the Meteoric Constitution of Saturn's Rings". 1898 wird er Direktor des Lick-Observatoriums und widmet sich der Photographie der Nebelflecke mit dem Crossley-Reflektor. Diese Photographien sind 1908 publiziert worden.

Fleming, Williamina Paton (1857—1911), aus Dundee. Kam 1881 als Gehilfin an das Harvard College Observatory. Sie entdeckte 10 neue und 222 veränderliche Sterne, von denen sie viele photometrisch verfolgt hat. Erwarb sich als Mitarbeiterin von E. C. Pickering sehr große Verdienste um die Klassifizierung der Sternspektra.

Scheiner, Julius (1858—1913), aus Köln. 1881—86 Assistent an der Sternwarte in Bonn, seit 1887 bis an sein Ende am Astrophysikalischen Observatorium in Potsdam tätig. Wirkte bei Vogels ersten spektrographischen Messungen der Radialgeschwindigkeiten mit. Er beschäftigte sich mit den Spektren der Sterne, den Vorarbeiten für die photographische Himmelskarte und der Bearbeitung der Potsdamer Zone derselben, mit photographisch-photometrischen Problemen, photographischen Messungen des Sternhaufens im Herkules und des Orionnebels, spektralphotometrischen Messungen der Temperatur der Sterne (in Gemeinschaft mit Wilsing) und Bestimmung der Solarkonstante. Bekannt sind seine Lehrbücher „Die Spektralanalyse der Gestirne" (Leipzig 1890) und „Die Photographie der Gestirne" (Leipzig 1897). Auch hat S. viele allgemein verständliche Schriften verfaßt und sich an der Herausgabe der 2. Auflage dieses Buches beteiligt.

Wislicenus, Walter Friedrich (1859—1905), aus Halberstadt. Seit 1883 Assistent an der Sternwarte zu Straßburg, 1887 Privatdozent, 1894 außerordentlicher Professor an der Universität daselbst. Sein Hauptverdienst liegt in der von ihm mit Unterstützung der Astronomischen Gesellschaft bewirkten Herausgabe des „Astronomischen Jahresberichts", von dem er selbst die ersten sechs Jahrgänge 1899—1904 erscheinen lassen konnte.

Schwarzschild, Karl (1873—1916), aus Frankfurt a. M., einer der genialsten Astronomen der neueren Zeit. Schon als Schüler veröffentlichte er einige wissenschaftliche Abhandlungen. Studierte 1891—96 in Straßburg und München, wo er 1896 promovierte. War dann einige Jahre Assistent an der v. Kuffnerschen Sternwarte in Wien und habilitierte sich 1899 in München. 1901 wurde er Direktor der Sternwarte in Göttingen, 1909 des Astrophysikalischen Observatoriums in Potsdam. Er erlag 1916 einem Leiden, das er sich im Felde zugezogen hatte. — Seine Arbeiten beziehen sich auf fast alle Teile der Astronomie; die wichtigsten sind seine Untersuchungen zur photographischen Photometrie, die „Göttinger Aktinometrie" (vgl. S. 537f.), die Studien zur geometrischen Optik, seine Untersuchungen über die Eigenbewegungen der Sterne (Ellipsoidhypothese, vgl. S. 587), ferner seine stellarstatistischen Arbeiten. Auch in der theoretischen Physik hat er bedeutende Leistungen zu verzeichnen. S. hat an der vierten und fünften Auflage dieses Buches mitgearbeitet.

Elemente und Verzeichnisse.

I. Elemente der großen Planeten.

Namen	Mittlere tägliche Bewegung	Siderische Umlaufszeit in mittl. Tagen	Mittlere Entfernung von der Sonne		Exzentrizität
			Astr. Einh.	Mill. km	
Merkur ☿ . . .	14732″.42	87.969	0.38710	58	0.20561
Venus ♀ . . .	5767.67	224.701	0.72333	108	0.00682
Erde ♁ . . .	3548.19	365.256	1.00000	149	0.01675
Mars ♂ . . .	1886.52	686.980	1.52368	228	0.09331
Jupiter ♃ . . .	299.13	4332.589	5.20256	778	0.04833
Saturn ♄ . . .	120.45	10759.23	9.55475	1428	0.05589
Uranus ♅ . . .	42.23	30688.45	19.21814	2873	0.04634
Neptun ♆ . . .	21.53	60181.3	30.10957	4501	0.00900

Namen	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung	Mittlere Länge
Merkur	75° 53′ 50″	47° 8′ 41″	7° 0′ 11″	182° 16′ 17″
Venus	130 8 26	75 47 17	3 23 37	344 22 11
Erde	101 13 7	0 0 0	0 0 0	100 40 57
Mars	334 13 6	48 47 12	1 51 1	294 15 53
Jupiter	12 43 15	99 26 36	1 18 31	238 7 57
Saturn	91 5 54	112 47 25	2 29 33	266 35 52
Uranus	171 32 55	73 28 38	0 46 21	244 12 33
Neptun	46 43 38	130 40 53	1 46 45	84 27 50

Namen	Äquat.-Durchm. in der Entf. 1	Äquat.-Durchm. (Erde = 1)	Äquat.-Durchm. Kilometer	Abplattung	Masse Sonne = 1	Masse Erde = 1	Dichtigkeit	Schwere am Äquator	Rotationsdauer	Albedo
Merkur	6.″5	0.37	4700	0	$\frac{1}{6000000}$	0.06	1.1	0.41	88^d ?	0.07
Venus	17.0	0.97	12300	0	$\frac{1}{408000}$	0.82	0.91	0.88	225^d ?	0.59
Erde	17.6	1	12756	$\frac{1}{293}$?	$\frac{1}{333432}$	1	1	1	23^h 56^m 4^s	0.45
Mars	9.5	0.54	6900	$\frac{1}{200}$?	$\frac{1}{3093500}$	0.11	0.69	0.37	24 37 23	0.15
Jupiter	196	11.14	142000	$\frac{1}{17}$	$\frac{1}{1047.355}$	318.36	0.25	2.53	9 50	0.56
Saturn	165	9.4	120000	$\frac{1}{10}$	$\frac{1}{3501.6}$	95.22	0.13	1.06	10 14	0.63
Uranus	70	4.0	50700	?	$\frac{1}{22869}$	14.58	0.23	0.92	11	0.63
Neptun	75	4.3	54400	?	$\frac{1}{19314}$	17.26	0.22	0.95	?	0.73
Sonne ☉	31′ 59.3	109.05	1391000	0	1	333432	0.26	27.9	25^d—27^d	—

Die Elemente der großen Planeten und der Satelliten sind dem Annuaire du Bureau des Longitudes (für 1920), die der kleinen Planeten den Veröffentlichungen des Berliner Astronomischen Rechen-Instituts entnommen. Die Bahnelemente der großen Planeten gelten für den 1. Januar 1900, 0^h M. Z. Greenwich, die der kleinen für den 1. Januar 1925. Die Sonnenparallaxe ist zu 8.″80 angenommen.

II. Elemente einiger kleiner Planeten.

Nummer und Name	Jahr der Entdeckung	Entdecker	Halbe große Achse	Siderische Umlaufszeit in Tagen	Exzentrizität	Neigung	Knotenlänge	Perihellänge
						°	°	°
(1) Ceres	1801	Piazzi . . .	2.767	1681	0.077	10.6	80.9	149.6
(2) Pallas . . .	1802	Olbers . . .	2.771	1685	0.238	34.7	173.1	122.1
(3) Juno	1804	Harding . .	2.670	1593	0.256	13.0	171.0	56.0
(4) Vesta . . .	1807	Olbers . . .	2.362	1326	0.089	7.1	104.3	251.5
(5) Astraea . . .	1845	Hencke . .	2.576	1510	0.191	5.3	141.9	135.3
(6) Hebe	1847	Hencke . .	2.426	1380	0.201	14.8	139.0	15.9
(7) Iris	1847	Hind	2.386	1346	0.231	5.5	260.9	42.4
(8) Flora	1847	Hind	2.201	1193	0.157	5.9	111.3	34.0
(9) Metis	1848	Graham . .	2.387	1347	0.123	5.6	69.4	72.0
(10) Hygiea . . .	1849	de Gasparis .	3.137	2029	0.116	3.8	285.9	231.3
(20) Massalia . .	1852	de Gasparis .	2.409	1366	0.144	0.7	207.1	100.8
(31) Euphrosyne	1854	Ferguson . .	3.160	2051	0.214	26.5	31.8	91.4
(164) Eva	1876	P. Henry . .	2.633	1560	0.348	24.3	77.6	359.9
(183) Istria . . .	1878	Palisa . . .	2.792	1704	0.349	26.4	143.1	45.5
(208) Lacrimosa .	1879	Palisa . . .	2.894	1798	0.015	1.8	5.8	111.0
(279) Thule . . .	1888	Palisa . . .	4.302	3260	0.064	2.4	75.5	296.3
(323) Brucia . . .	1891	Wolf	2.158	1158	0.275	19.3	97.5	29.8
(330) Adalberta . .	1892	Wolf	2.089	1103	0.000	20.0	359.2	—
(398) Admete . .	1894	Charlois . .	2.739	1655	0.223	9.5	281.0	77.1
(433) Eros	1898	Witt	1.458	643	0.223	10.8	303.8	121.6
(434) Hungaria . .	1898	Wolf	1.944	990	0.074	22.5	174.9	297.8
(468) Lina	1901	Wolf	3.131	2024	0.197	0.5	20.8	351.3
(475) Ocllo	1901	Stewart . .	2.595	1527	0.384	18.6	35.6	338.0
(508) Princetonia .	1903	Dugan . . .	3.160	2052	0.012	13.4	45.5	207.1
(525) Adelaide . .	1904	Wolf	3.340	2229	0.371	3.2	126.1	47.6
(531) Zerlina . . .	1904	Wolf	2.802	1713	0.189	34.5	198.0	251.9
(588) Achilles . .	1906	Wolf	5.238	4380	0.150	10.3	315.8	81.4
(594) Mireille . . .	1906	Wolf	2.627	1555	0.351	32.7	155.3	231.8
(617) Patroklus . .	1906	Kopff . . .	5.183	4310	0.143	22.1	43.7	345.9
(624) Hektor . . .	1907	Kopff . . .	5.249	4392	0.030	18.2	342.2	154.3
(637) Chrysothemis	1907	Metcalf . . .	3.180	2072	0.128	0.3	357.8	170.2
(659) Nestor . . .	1908	Wolf	5.193	4323	0.105	4.5	350.2	322.1
(679) Pax	1909	Kopff . . .	2.586	1519	0.311	24.4	112.8	17.8
(699) Hela	1910	Helffrich . .	2.612	1542	0.412	15.2	244.2	332.9
(714) [1911 LW] .	1911	Helffrich . .	2.535	1474	0.052	14.4	234.0	102.2
(719) Albert . . .	1911	Palisa . . .	2.585	1518	0.541	10.8	185.7	337.7
(884) Priamus . .	1917	Wolf	5.256	4402	0.118	8.9	300.8	270.3
(887) Alinda . . .	1918	Wolf	2.533	1473	0.533	9.0	111.0	98.8
(911) [1919 FD] .	1919	Reinmuth .	5.155	4274	0.086	21.9	337.0	55.8
(914) [1919 FN] .	1919	Wolf	2.454	1404	0.216	25.4	255.9	302.5

III. Wichtigste Elemente der Satelliten.

Erdmond.

	d		
Siderische Umlaufszeit	27.32166	Entfern. v. Erde, Kilometer .	384400
Tropische „	27.32158	Durchmesser, mittl.	31′3.7
Synodische „	29.53059	„ Kilometer . .	3470
Drakonitische „	27.2122	Masse } Erde = 1	0.0123
Umlaufszeit des Perigaeums . .	3232.6	Oberfläche } Erde = 1	0.0758
„ „ Knotens . . .	6793.5	Volumen } Erde = 1	0.0203
Mittl. Bew. in Länge, im mittl. Tag	13° 10 35′0	Dichtigkeit } Erde = 1	0.61
Neigung der Bahn	5 8 43	Geoz. Libration, Max. in Länge	7° 54′
„ des Mondäquators . .	1 31 22	„ „ „ „ Breite	6 50
Exzentrizität der Bahn	0.054901	Maximum der Libration, total	11 25
Entfern. v. Erde, Erdäqu.-Hlbm.	60.267	Vollkommen unsichtb. Oberfl.	0.410

Marsmonde.

	Phobos	Deimos
	d	d
Umlaufszeit, siderisch . .	0.319	1.262
Halbe große Achse . . .	2.77	6.95
Exzentrizität der Bahn .	0.0	0.0
Neigung	2°0	2°0

Jupitermonde.

	I	II	III	IV
	d	d	d	d
Umlaufszeit, siderisch	1.769	3.551	7.155	16.689
Halbe große Achse	5.91	9.40	14.99	26.36
Exzentrizität der Bahn . . .	0.00	0.00	0.00	0.01
Neigung	0°	0°	0°	0°
Masse (Jupiter = 1)	0.000045	0.000025	0.000080	0.000045

	V	VI	VII	VIII	IX
	d	d	d	d	d
Umlaufszeit, siderisch . .	0.498	251	260	739	804
Halbe große Achse	2.53	160	164	329	351
Exzentrizität der Bahn . .	0.01	0.16	0.21	0.38	0.16
Neigung	0°	31°	30°	145°	154°
Masse (Jupiter = 1) . . .	—	—	—	—	—

Saturnmonde.

	Mimas	Enceladus	Tethys	Dione	Rhea
	d	d	d	d	d
Umlaufszeit, siderisch . .	0.942	1.370	1.888	2.737	4.517
Halbe große Achse . . .	3.07	3.94	4.88	6.24	8.72
Exzentrizität der Bahn .	0.019	0.005	0.000	0.002	0.001
Neigung	2°	0°	1°	0°	0°

	Titan	Themis	Hyperion	Japetus	Phoebe
	d	d	d	d	d
Umlaufszeit, siderisch . .	15.95	20.85	21.28	79.33	550.47
Halbe große Achse . . .	20.22	24.17	24.49	58.91	214.4
Exzentrizität der Bahn .	0.029	0.23	0.104	0.029	0.166
Neigung	0°	11°	1°	14°	149°

Uranusmonde.

	Ariel	Umbriel	Titania	Oberon
	d	d	d	d
Umlaufszeit, siderisch	2.520	4.144	8.706	13.463
Halbe große Achse	7.71	10.75	17.63	23.57
Exzentrizität der Bahn . . .	0.0	0.0	0.0	0.0
Neigung gegen die Ekliptik .	98°	98°	98°	98°

Neptunmond.

	d
Umlaufszeit, siderisch	5.877
Halbe große Achse	13.33
Exzentrizität der Bahn	0.0
Neigung gegen die Ekliptik	139°

Anmerkung: Die halben großen Achsen sind in Einheiten des betreffenden Planetenhalbmessers ausgedrückt. Die Neigungen sind beim Erdmonde sowie bei den Trabanten des Uranus und Neptun gegen die Ekliptik gegeben, bei den übrigen Satelliten gegen den Äquator ihrer Hauptplaneten.

IV. Elemente der periodischen Kometen,

Name	Periheldurchgang	Länge des Perihels	Länge des aufsteigenden Knotens	Neigung
1 Encke	1921 Juli 13	159° 19′	334° 35′	12° 31′
2 $Tempel_2$	1920 Juni 10	307 29	120 48	12 47
3 Brorsen	1879 März 30	116 14	101 19	29 23
4 $Tempel_3$ — L. Swift	1908 Okt. 4	44 0	290 19	5 27
5 Winnecke	1921 Juni 12	268 22	98 2	18 50
6 De Vico — E. Swift	1894 Okt. 12	345 23	48 48	2 58
7 $Tempel_1$	1879 Mai 7	238 16	78 46	9 46
8 Perrine	1909 Okt. 31	49 9	242 18	15 41
9 Giacobini	1913 Nov. 2	7 22	195 52	30 44
10 D'Arrest	1910 Sept. 16	320 10	146 22	15 47
11 Kopff	1919 Juni 28	283 33	263 49	8 42
12 Biela	1852 Sept. 23	109 8	245 52	12 33
13 Finlay	1919 Okt. 15	5 10	46 55	3 23
14 Wolf	1918 Dez. 16	19 39	206 43	25 18
15 Holmes	1906 März 14	346 3	331 46	20 49
16 Borrelly	1918 Nov. 16	69 25	77 2	30 29
17 Brooks	1903 Dez. 6	1 42	18 4	6 4
18 Faye	1910 Nov. 1	45 32	206 15	10 36
19 Schaumasse	1919 Okt. 20	136 29	90 41	14 43
20 Tuttle	1912 Okt. 28	116 25	269 34	55 0
21 Westphal	1913 Nov. 26	43 51	346 47	40 52
22 Brorsen — Metcalf	1919 Okt. 16	80 20	310 49	19 12
23 Pons — Brooks	1884 Jan. 25	93 17	254 6	74 3
24 Olbers	1887 Okt. 8	149 53	84 32	44 34
25 Halley	1910 April 19	305 34	57 16	17 47

V. Elemente großer und

Bezeichnung	Entdecker	Periheldurchgang	Länge des Perihels	Länge des Knotens	Neigung
1680	Kirch	Dez. 18	262° 49′	272° 9′	60° 40′
1729	Sarabat	Juni 16	321 3	310 37	77 4
1744	Klinkenberg	März 1	197 12	45 45	47 7
1770 I	Messier	Aug. 13	356 17	131 59	1 34
1807	Verschiedene	Sept. 18	270 55	266 47	63 10
1811 I	Flaugergues	Sept. 12	75 1	140 25	73 3
1819 IV	Blanpain	Nov. 20	67 33	77 27	9 6
1823	In der Schweiz	Dez. 9	274 33	303 3	76 12
1826 V	Pons	Nov. 18	315 31	235 7	89 22
1843 I	Verschiedene	Febr. 27	278 42	1 20	35 40
1858 VI	Donati	Sept. 29	36 13	165 19	63 2
1860 I	Liais	Febr. 16	173 50	324 4	79 40
1861 I	Thatcher	Juni 3	243 22	29 56	79 46
1861 II	Tebbutt	Juni 11	249 5	278 59	85 26
1862 III	Tuttle	Aug. 22	344 42	137 27	66 26
1866 I	Tempel	Jan. 11	60 28	231 26	17 18
1874 III	Coggia	Juli 9	271 6	118 44	66 21
1880 I	Verschiedene	Jan. 27	279 51	6 6	35 21
1881 III	Tebbutt	Juni 16	265 13	270 58	63 25
1881 V	Denning	Sept. 13	18 28	65 57	6 51

deren Wiederkehr beobachtet ist.

Halbe große Achse	Exzentrizität	Kleinste Distanz von der Sonne	Größte Distanz von der Sonne	Siderische Umlaufszeit in Jahren	Bewegungsrichtung	Berechner
2.218	0.847	0.340	4.10	3.303	D.	Matkiewitsch
3.009	0.562	1.317	4.70	5.218	D.	Seagrave
3.102	0.810	0.590	5.61	5.463	D.	Lamp
3.184	0.638	1.153	5.22	5.681	D.	Maubant
3.232	0.678	1.041	5.42	5.811	D.	Crawford
3.249	0.571	1.392	5.11	5.855	D.	Seares
3.295	0.462	1.771	4.82	5.982	D.	Gautier
3.467	0.662	1.173	5.76	6.454	D.	Kobold
3.487	0.720	0.976	6.00	6.510	D.	Ebell
3.498	0.637	1.270	5.73	6.542	D.	Leveau
3.513	0.514	1.707	5.32	6.584	D.	Ebell
3.524	0.756	0.859	6.19	6.615	D.	Santini [Cummings
3.550	0.715	1.013	6.09	6.688	D.	Crawford, Fairfield,
3.585	0.559	1.582	5.59	6.788	D.	Kamensky
3.609	0.412	2.122	5.10	6.857	D.	Zwiers
3.626	0.615	1.396	5.86	6.904	D.	Tolnay
3.694	0.470	1.958	5.43	7.101	D.	Bauschinger
3.810	0.566	1.655	5.97	7.438	D.	Mayer, Levi
3.997	0.708	1.168	6.83	7.991	D.	Schaumasse
5.285	0.806	1.028	9.54	12.149	D.	Fayet, Schaumasse
15.619	0.920	1.254	29.98	61.730	D.	Viljev
16.833	0.971	0.485	33.18	69.060	D.	Duckert
17.237	0.955	0.776	33.70	71.56	D.	Schulhof, Bossert
17.411	0.931	1.199	33.62	72.65	D.	Ginzel
17.945	0.967	0.587	35.31	76.02	R.	Cowell, Crommelin

merkwürdiger Kometen.

Periheldistanz	Exzentrizität	Umlaufszeit (Jahre)	Bewegungsrichtung	Sichtbarkeit (Wochen)	Berechner
0.0062	0.999985	8816	D.	19	Encke
4.0505	1	—	D.	25	Hind
0.2222	1	—	D.	12	Plummer
0.6744	0.7861	5.6	D.	16	Leverrier
0.6461	0.9955	1713	D.	28	Bessel
1.0354	0.9951	3094	R.	73	Herz
0.8923	0.6988	5.1	D.	8	Lagarde
0.2267	1	—	R.	13	Hnatek
0.0269	1	—	R.	11	Hnatek
0.0055	0.9999	512	R.	7	Kreutz
0.5785	0.9963	1950	R.	39	Hill
1.1989	1	—	D.	2	Pechüle
0.9207	0.9835	415	D.	22	Oppolzer
0.8224	0.9851	409	D.	50	Kreutz
0.9626	0.9604	119.6	R.	14	Hayn
0.9765	0.9054	33.2	R.	7	Oppolzer
0.6758	0.9988	13700	D.	26	Hepperger
0.0055	1	—	R.	2	Kreutz
0.7345	0.9959	2428	D.	38	Riem
0.7253	0.8284	8.7	D.	7	Matthiessen

Bezeichnung	Entdecker	Perihel-durchgang	Länge des Perihels	Länge des Knotens	Neigung
1882 I	Wells	Juni 10	53° 56′	204° 56′	73° 49′
1882 II	Verschiedene	Sept. 17	276 26	346 1	38 0
1885 II	Barnard . . .	Aug. 5	270 44	92 17	80 39
1886 I	Fabry	April 6	162 57	36 22	82 37
1887 I	Verschiedene .	Jan. 11	266 17	324 38	51 32
1888 I	Sawerthal . .	März 17	245 18	245 23	42 15
1889 II	Barnard . .	Juni 10	74 38	310 43	16 9
1893 II	Rordame . . .	Juli 7	290 13	337 21	20 2
1895 IV	Perrine	Dez. 18	47 50	320 31	38 23
1898 VII	Coddington . .	Sept. 14	307 15	73 59	69 56
1899 I	Swift	April 12	16 17	24 59	33 45
1903 II	Giacobini . . .	März 22	123 13	117 28	43 54
1905 IV	Kopff	Okt. 17	140 53	342 19	4 16
1907 IV	Daniel	Sept. 3	77 24	143 3	8 58
1908 III	Morehouse . .	Dez. 25	291 32	103 10	39 49
1910 I	Verschiedene .	Jan. 17	127 52	88 46	41 13
1914 III	Neujmin . . .	Juli 24	283 18	270 19	71 1
1916 II	Neujmin . . .	März 11	161 14	327 31	10 40
1917 III	Wolf	Juni 16	303 54	183 18	25 40
1922b	Skjellerup . .	Mai 15	210 29	215 20	17 35

VI. Verzeichnis von veränderlichen Sternen.

Das Verzeichnis enthält alle sicher veränderlichen Sterne, die im Maximum wenigstens die Größe 6.0 erreichen, und ist auf Grund von Hartwigs Ephemeriden veränderlicher Sterne für 1921 zusammengestellt worden. Es bedeutet: Klasse II: Mira Ceti-Sterne. III: Unregelmäßig veränderliche Sterne. IV: δ Cephei- und ζ Geminorum-Sterne. V: Verfinsterungs-Veränderliche (Algol- und β Lyrae-Sterne).

Bezeichnung	1900.0 AR	1900.0 Dekl.	Helligkeits-Schwankung	Periode	Spektrum	Klasse	Entdeckung Name	Entdeckung Jahr
	h m	° ′	M M	d				
T Ceti	0 16.7	— 20 37	5.4 — 6.9	162?	Mb	III	Chandler . .	1881
R Andromedae	18.8	+ 38 1	5.6 — 14.0	411	Md	II	(Bonn) . .	1858
α Cassiopejae .	34.8	+ 55 59	2.1 — 2.6		K	III	Birt	1831
δ Cassiopejae .	1 19.3	+ 59 43	3.0 — 3.1	759?	A5	V	Guthnick .	1915
α Ursae minoris	22.6	+ 88 46	2.3 — 2.4	3.9681	F5	IV	Hertzsprung	1911
RR Arietis . . .	50.3	+ 23 5	5.9 — 6.5	70?	K	III?	Hornig . .	1914
o Ceti	2 14.3	— 3 26	2.0 — 9.6	331	Md	II	Fabricius .	1596
R Trianguli . .	31.0	+ 33 50	5.3 — 12.0	265	Md	II	Fleming . .	1890
SU Cassiopejae .	43.0	+ 68 28	5.9 — 6.3	1.9498	F5	IV	Müller u. Kempf	1906
R Horologii . .	50.6	— 50 18	4.0 — 10.2	398	Md	II	Fleming .	1892
ϱ Persei . . .	58.8	+ 38 27	3.3 — 4.1		Mb	III	Schmidt . .	1854
β Persei . . .	3 1.7	+ 40 34	2.3 — 3.5	2.8673	B8	V	Montanari .	1667
λ Tauri . . .	55.1	+ 12 12	3.8 — 4.2	3.9529	B3	V	Baxendell .	1848
R Doradus . .	4 35.6	— 62 16	4.8 — 7.0	345	Mc	II	Gould . . .	1874
ε Aurigae . .	54.8	+ 43 40	3.3 — 4.1	9905	F5p	V	Fritsch . .	1821
R Leporis . . .	55.0	— 14 57	6.0 — 10.4	436	N	II	Schmidt . .	1855
W Orionis . . .	5 0.2	+ 1 2	5.9 — 7.7		N	III	Espin u. a.	1894
VV Orionis . . .	28.5	— 1 14	5.2 — 5.6	1.4854	B2	V	Miller Barr	1903
α Orionis . . .	49.8	+ 7 23	0.5 — 1.1		Ma	III	J. Herschel .	1840
U Orionis . . .	49.9	+ 20 10	5.8 — 12.1	374	Md	II	Gore	1885

Periheldistanz	Exzentrizität	Umlaufszeit (Jahre)	Bewegungsrichtung	Sichtbarkeit (Wochen)	Berechner
0.0608	0.999995	—	D.	21	Rebeur-Paschwitz
0.0078	0.9999	772	R.	39	Kreutz
2.5078	1.0029	—	D.	8	Berberich
0.6424	1.0004	—	D.	34	Redlich
0.0097	1	—	R.	2	Kreutz
0.6988	0.9958	2182	D.	29	Tennant
2.2553	0.9995	—	R.	73	Millosevich
0.6745	0.9995	44400	R.	26	Kromm
0.1920	1	—	R.	37	Aitken
1.7016	1.0010	—	D.	65	Merfield
0.3266	1.0003	—	R.	23	Wedemeyer
2.7743	1	—	D.	29	Aitken
3.3393	1	—	D.	182	Weiß
0.5125	1	—	D.	55	Kritzinger
0.9448	1	—	R.	33	Kobold
0.1290	1	—	R.	26	Mello e Simas
3.7429	1	—	D.	26	Crawford, Shane
1.3412	0.5696	5.50	D.	15	Braae
1.6868	1	—	D.	95	Crawford, Alter
0.8887	0.7013	5.13	D.	11	Merton

Bezeichnung	1900.0 AR	1900.0 Dekl.	Helligkeits-Schwankung	Periode	Spektrum	Klasse	Entdeckung Name	Entdeckung Jahr
	h m	° ′	M M	d				
β Aurigae . .	5 52.2	+ 44 56	2.3 — 2.4	3.9601	A	V	Stebbins . .	1911
η Geminorum .	6 8.8	+ 22 32	3.3 — 4.2	232	Ma	III	Schmidt . .	1865
T Monocerotis .	19.8	+ 7 8	6.0 — 6.8	27.0122	G5	IV	Gould . . .	1871
BL Orionis . . .	19.8	+ 14 47	4.7 — 6.6		N	III?	Birmingham	1873
RT Aurigae . .	22.1	+ 30 33	5.0 — 5.9	3.7282	G	IV	Astbury . .	1905
WW Aurigae . .	25.9	+ 32 32	6.0 — 6.5	1.2625	A	V	Schwab . .	1918
ζ Geminorum .	58.2	+ 20 43	3.7 — 4.1	10.1538	G	IV	Schmidt . .	1847
L_2 Puppis . . .	7 10.5	— 44 29	3.3 — 6.3	140	Md	II	Gould . . .	1872
R Canis majoris	14.9	— 16 12	5.8 — 6.4	1.1359	F	V	Sawyer . . .	1887
U Monocerotis	26.0	— 9 34	5.7 — 7.2		G5	III	Gould . . .	1873
V Puppis . . .	55.4	— 48 58	4.1 — 4.8	1.4545	B1	V	Williams . .	1886
RS Cancri . . .	9 4.6	+ 31 22	5.4 — 6.6		Mc	III?	Pickering .	1903
N Velorum . .	28.2	— 56 36	3.4 — 4.2		K5	III	Gould . . .	1872
R Carinae . .	29.7	— 62 21	4.7 — < 10	309	Md	II	Gould . . .	1871
R Leonis . . .	42.2	+ 11 54	5.0 — 10.2	313	Md	II	Koch . . .	1782
l Carinae . . .	42.5	— 62 3	3.6 — 5.0	35.52	G	IV	Gould . . .	1871
SY Ursae majoris	49.2	+ 50 18	5.2 — 6.3	257?	A2	?	Müller u. Kempf	1902
S Carinae . .	10 6.2	— 61 4	5.8 — 9.3	149	Md	II	Gould . . .	1871
U Ursae majoris	8.2	+ 60 29	6 — 6.5		Ma	III	Fleming . .	1898
U Antliae . . .	30.8	— 39 3	5.7 — 6.5		N	III	Wells . . .	1901
U Hydrae . . .	32.6	— 12 52	4.8 — 6.7		N	III	Gould . . .	1871
R Ursae majoris	37.6	+ 69 18	5.9 — 13.1	301	Md	II	Pogson . .	1853
η Argus(Carinae)	41.2	— 59 10	> 1 — 7.8		Pec	III	Burchell . .	1827
R Corvi . . .	12 14.5	— 18 42	5.9 — 12.5	319	Md	III	Karlinski .	1867
S Centauri . .	19.2	— 48 53	6 — < 7		R	III	Fleming . .	1889
T Ursae majoris	31.8	+ 60 2	5.5 — 12.7	257	Md	II	(Bonn) . .	1860
Y Can. ven. . .	40.4	+ 45 59	4.8 — 6.0		N	III	Schmidt . .	1873

Bezeichnung	1900.0 AR.	1900.0 Dekl.	Helligkeits-Schwankung	Periode	Spektrum	Klasse	Entdeckung Name	Entdeckung Jahr
	h m	° ′	M — M	d				
R Hydrae . .	13 24.2	— 22 46	3.5 — 10.1	403	Md	II	Maraldi . .	1704
T Centauri . .	36.0	— 33 6	5.6 — 9.0	90	Md	II	Markwick. .	1894
ϑ Apodis . . .	55.6	— 76 19	5.5 — 6.6		Mb	III?	Gould . . .	1879
R Centauri . .	14 9.4	— 59 27	5.3 — 13.0	568	Md	II	Gould . . .	1871
R Bootis . . .	32.8	+ 27 10	5.9 — 12.2	223	Md	II	Argelander .	1858
R Apodis . . .	46.5	— 76 15	5.0 — 6.2		K2	III	Gould . . .	1873
δ Librae . . .	55.6	— 8 7	5.0 — 5.9	2.3273	A	V	Schmidt . .	1859
R Coronae bor.	15 44.4	+ 28 28	5.8 —<13.8		Fp	III	Pigott . . .	1795
R Serpentis . .	46.1	+ 15 26	5.8 —<13.0	357	Md	II	Harding . .	1826
X Herculis . .	59.6	+ 47 31	5.8 — 7.2		Mc	III	Gore . . .	1890
g Herculis . .	16 25.4	+ 42 6	4.7 — 5.5		Mb	III	Baxendell .	1857
S Herculis . .	47.3	+ 15 7	5.9 — 13.1	308	Md	II	Schönfeld .	1856
R Ophiuchi . .	17 2.0	— 15 58	6.0 —<13.5	302	Md	II	Pogson . .	1853
α Herculis . .	10.1	+ 14 30	3.1 — 3.9		Mb	III	Herschel . .	1795
U Ophiuchi . .	11.4	+ 1 19	6.0 — 6.8	1.6774	B8	V	Gould . . .	1871
u Herculis . .	13.6	+ 33 12	4.8 — 5.3	2.0510	B3	V	Schmidt . .	1869
X Sagittarii .	41.3	— 27 48	4.4 — 5.0	7.0119	F8	IV	Schmidt . .	1866
W Sagittarii . .	58.6	— 29 35	4.3 — 5.1	7.5946	F8	IV	Schmidt . .	1866
o Herculis . .	18 3.6	+ 28 45	4.1 — 4.4		A	?	Schwab . .	1878
Y Sagittarii . .	15.5	— 18 54	5.8 — 6.6	5.7734	F5	IV	Sawyer . .	1886
d Serpentis . .	22.1	+ 0 8	4.9 — 5.6		A	?	Yendell . .	1894
R Scuti . . .	42.2	— 5 49	4.5 — 9		Kp	III	Pigott . . .	1795
β Lyrae . . .	46.4	+ 33 15	3.4 — 4.1	12.9080	B2p	V	Goodricke .	1784
ϰ Pavonis . .	46.6	— 67 21	3.8 — 5.2	9.0915	F5	IV	Thome . .	1872
R Lyrae . . .	52.3	+ 43 49	4.2 — 5.1		Mb	III	Baxendell .	1856
R Cygni . . .	19 34.1	+ 49 59	5.9 — 13.8	426	Pec	II	Pogson . .	1852
χ Cygni . . .	46.7	+ 32 40	4.2 — 13.2	405	Md	II	Kirch . . .	1686
η Aquilae . .	47.4	+ 0 45	3.7 — 4.3	7.1764	G	IV	Pigott . . .	1784
S Sagittae . .	51.5	+ 16 22	5.4 — 6.1	8.3816	G	IV	Gore . . .	1885
T Vulpeculae .	20 47.2	+ 27 52	5.5 — 6.4	4.4355	F	IV	Sawyer . .	1885
T Cephei . . .	21 8.2	+ 68 5	5.2 — 10.8	387	Md	II	Ceraski . .	1878
Y Pavonis . .	15.2	— 70 10	5.7 — 8.5		N	III?	Fleming . .	1908
W Cygni. . . .	32.2	+ 44 56	5.4 — 7.0	131	Mc	III	Gore . . .	1885
μ Cephei . . .	40.4	+ 58 19	4.0 — 4.8		Ma	III	Hind . . .	1848
δ Cephei . . .	22 25.4	+ 57 54	3.6 — 4.3	5.3664	G	IV	Goodricke .	1784
o Cassiopejae .	23 49.4	+ 56 57	4.4 — 5.1		F8p	III?	Wells . . .	1901
R Cassiopejae .	53.3	+ 50 50	4.8 — 13.2	432	Md	II	Pogson . .	1853

VII. Verzeichnis von Doppelsternen.

Das Verzeichnis enthält außer der Bezeichnung und dem Orte der Doppelsterne noch die Größen der einzelnen Komponenten, sowie eine Messung der Distanz und des Positionswinkels aus neuerer Zeit nebst der Epoche dieser Messung.

Bezeichnung und Sternbild		1900 AR.	Dekl.	Größen	Distanz	Pos.-W.	Epoche
		h m	° ′	M M	″	°	
Σ 3062	Cassiopeja	0 1.0	+ 57 53	7 8	1.6	17	1919.7
Σ 36	51 Piscium	27.2	+ 6 24	5 9	27.2	82	1914.9
β 395	82 Ceti	32.2	— 25 19	6 6	0.8	110	1914.8
Σ 46	55 Piscium	34.7	+ 20 54	5 8	6.5	193	1915.7
Σ 60	η Cassiopejae AB	43.0	+ 57 17	4 7	7.1	254	1917.8
OΣ 20	66 Piscium	49.3	+ 18 38	6 7	0.5	299	1919.1
Σ 73	36 Andromedae	49.6	+ 23 5	6 7	0.7	47	1919.1
Σ 99	φ Piscium	1 8.3	+ 24 3	4½10	7.9	227	1916.8
Σ 100	ξ Piscium	8.5	+ 7 3	4 5½	23.8	63	1914.9
Σ 113	42 Ceti	14.7	— 1 2	6 7	1.5	359	1919.8
Σ 93	Polaris	22.6	+ 88 46	2 9	18.2	216	1914.7
Σ 180	γ Arietis	48.0	+ 18 48	5 5	8.2	0	1916.0
Σ 202	α Piscium	56.9	+ 2 17	4 5	2.6	313	1916.0
Σ 205	γ Andromedae AB	57.8	+ 41 51	3 5	10.4	64	1915.1
OΣ 38	BC			5 6	0.5	113	1918.8
Σ 227	ι Trianguli	2 6.6	+ 29 50	5 7	3.8	73	1918.5
Σ 228	259 Andromedae	7.6	+ 47 1	7 8	0.6	116	1918.0
Σ 262	ι Cassiopejae AB	20.8	+ 66 57	4 7	2.2	252	1915.5
Σ 295	84 Ceti	36.1	— 1 8	6 9	4.7	319	1916.8
Σ 299	γ Ceti	38.1	+ 2 49	4 6	3.0	294	1918.1
Σ 333	ε Arietis	53.5	+ 20 57	5 5½	1.3	203	1918.1
Σ 470	32 Eridani	3 49.2	— 3 14	4 6	6.9	348	1915.5
Σ 471	ε Persei	51.1	+ 39 43	3 8	8.9	10	1916.1
Σ 654	ϱ Orionis	5 8.1	+ 2 45	5 8	6.8	62	1915.0
Σ 668	β Orionis AB	9.7	— 8 19	1 8	9.7	202	1916.1
Σ 696	23 Orionis	17.6	+ 3 27	5 7	32.0	28	1915.0
Σ 738	λ Orionis AB	29.6	+ 9 52	4 6	3.3	43	1917.0
Σ 748	ϑ^1 Orionis AB	30.4	— 5 27	7 8	8.6	34	1914.9
	CD			5 6	13.2	62	1914.9
Σ 774	ζ Orionis AB	35.7	— 2 0	2 4	2.3	157	1918.1
Σ 948	12 Lyncis AB	6 37.4	+ 59 33	5 6	1.8	110	1915.2
	Sirius	40.7	— 16 35	1 10	11.0	71	1918.1
Σ 1066	δ Geminorum	7 14.2	— 22 10	3½ 8	6.9	210	1918.1
Σ 1110	Castor	28.2	+ 32 6	2 3	5.1	218	1918.2
Σ 1196	ζ Cancri AB	8 6.5	+ 17 57	5 6	0.8	290	1918.3
	AC			5 5½	5.2	112	1918.3
Σ 1273	ε Hydrae AC	41.5	+ 6 47	3½ 7	3.1	244	1917.3
Σ 1334	38 Lyncis	9 12.6	+ 37 14	4 6	2.8	234	1917.1
Σ 1356	ω Leonis	23.1	+ 9 30	6 7	1.0	127	1918.3
Σ 1424	γ Leonis	10 14.5	+ 20 21	2½ 3½	3.9	117	1919.3
Σ 1466	35 Sextantis	38.1	+ 5 16	6 7	6.8	240	1915.0
Σ 1523	ξ Ursae majoris	11 12.8	+ 32 6	4½ 5	3.1	106	1919.2
Σ 1579	65 Ursae majorisAB	49.9	+ 47 2	6 8	3.7	37	1911.3
Σ 1596	2 Comae Berenices	59.2	+ 22 0	6 7½	3.7	238	1913.3
Σ 1657	24 Comae Berenices	12 30.1	+ 18 56	4½ 6	20.3	271	1915.3
	γ Centauri	36.0	— 48 25	4 4	0.8	342	1919.3
Σ 1670	γ Virginis AB	36.6	— 0 54	3½ 3½	5.9	143	1919.4

Bezeichnung und Sternbild		1900 AR.	1900 Dekl.	Größen	Distanz	Pos.-W.	Epoche
		h m	° ′	M M	″	°	
Σ 1687	35 Comae Ber. AB	12 48.4	+ 21 48	5 8	0.9	98	1919.4
Σ 1744	ζ Ursae majoris	13 19.9	+ 55 27	2 4	14.4	150	1919.4
OΣ 269	Canes venatici	28.4	+ 35 25	6½ 7	0.4	217	1912.4
Σ 1777	84 Virginis	38.1	+ 4 2	6 8	3.2	231	1913.3
	α Centauri	14 32.8	— 60 25	1 1	15.8	220	1917.5
Σ 1865	ζ Bootis	36.4	+ 14 9	3½ 4	0.9	137	1919.5
Σ 1877	ε Bootis	40.6	+ 27 30	3 5	2.7	332	1919.4
Σ 1879	Bootes	41.4	+ 10 4	8 8½	0.7	120	1913.4
Σ 1909	i Bootis	15 0.5	+ 48 3	5 6	3.7	245	1919.4
	γ Lupi	28.5	— 40 50	4½ 4½	0.2	77	1917.5
Σ 1954	δ Serpentis	30.0	+ 10 52	4 5	3.9	183	1919.5
OΣ 298	Bootes	32.5	+ 40 8	7 7½	1.1	199	1918.4
Σ 1967	γ Coronae bor.	38.5	+ 26 37	4 7	0.7	113	1919.5
Σ 1998	ξ Scorpii AB	58.9	— 11 6	5 5½	1.0	179	1919.5
Σ 2140	α Herculis	17 10.1	+ 14 30	3½ 5½	4.7	112	1915.9
Σ 2161	ϱ Herculis	20.2	+ 37 14	4½ 5½	3.9	313	1914.9
Σ 2173	221 Ophiuchi	25.2	— 0 58	6 6	0.8	156	1918.6
Σ 2220	μ^1 Herculis BC	42.5	+ 27 47	10½11	0.9	224	1919.6
Σ 2272	70 p Ophiuchi	18 0.4	+ 2 31	4 6	5.4	135	1919.4
	99 Herculis	3.2	+ 30 33	6 11	1.5	350	1919.6
Σ 2382	ε Lyrae	41.0	+ 39 34	5 6	3.0	11	1919.4
Σ 2383	5 Lyrae	41.1	+ 39 30	5 5½	2.2	120	1919.4
ΣApp.I.38	ζ Lyrae AD	41.3	+ 37 30	4 6	43.7	149	1914.7
ΣApp. I. 39	β Lyrae AB	46.4	+ 33 15	3 7	45.3	148	1914.7
ΣApp. I. 43	β Cygni	19 26.7	+ 27 45	3 5	34.5	55	1916.5
Σ 2603	ε Draconis	48.5	+ 70 1	4 7	3.0	7	1917.6
Σ 2637	ϑ Sagittae AB	20 5.5	+ 20 37	6 8	11.6	328	1902.0
OΣ 400	Cygnus	6.9	+ 43 39	7 8	0.5	349	1912.7
Σ 2716	49 Cygni	37.0	+ 31 57	6 8	2.8	49	1912.6
Σ 2729	4 Aquarii	46.1	— 6 0	6 7	0.5	342	1918.4
Σ 2758	61 Cygni	21 2.4	+ 38 15	5½ 6	23.7	131	1917.8
Σ 2806	β Cephei	27.4	+ 70 7	3 8	13.5	251	1914.8
Σ 2824	κ Pegasi AC	40.1	+ 25 11	4 10	12.5	298	1911.7
Σ 2909	ζ Aquarii	22 23.7	— 0 32	4½ 4½	2.9	306	1917.6
Σ 3049	σ Cassiopejae	23 53.9	+ 55 12	5 7	3.2	327	1914.7

VIII. Verzeichnis von Sternhaufen.

Das Verzeichnis enthält eine Anzahl der hellsten oder sonst merkwürdigen Sternhaufen auf Grund von Baileys Katalog in Annals of the Harvard College Observatory Vol. 60. Die erste Spalte gibt die Nummer in Dreyers New General Catalogue; die zweite die in Messiers Katalog; die dritte und vierte Rektaszension und Deklination für 1900; die fünfte den Durchmesser nach Bailey; die sechste die Helligkeit der den Haufen zusammensetzenden Sterne, ebenfalls nach Bailey. In der siebenten Spalte bedeutet K einen kugelförmigen, O einen offenen Sternhaufen.

N.G.C.	Messier	AR (1900)		Dekl. (1900)		Durchm.	Größen	Bemerkungen
		h	m	°	′	′	M M	
104		0	19.6	— 72	38	30	13—17	K 47 Tucanae
362			58.9	— 71	23	10	13—17	K
869		2	12.0	+ 56	41	30	7—12	O h Persei
884			15.4	+ 56	39	30	7—12	O χ Persei
—		3	41.5	+ 23	48	120		O Plejaden; Ort von η Tauri
—		4	14.1	+ 15	23	200		O Hyaden; Ort von γ Tauri
1960	36	5	29.5	+ 34	4	15	8—12	O
2099	37		45.8	+ 32	31	25	10—12	O
2168	35	6	2.7	+ 24	21	30	10—14	O
2437	46	7	37.2	— 14	35	40	11—13	O
2477			48.7	— 38	17	25	11—12	O
2632	44	8	34.3	+ 20	20	60	7—12	O Praesepe
2808		9	10.0	— 64	27	6	14	K
3293		10	32.0	— 57	43	8	7—15	O
3532		11	2.2	— 58	8	60	10—12	O
4755		12	47.7	— 59	48	12	9—14	O $\varkappa$ Crucis
5024	53	13	8.0	+ 18	42	5	13—14	K
5139			20.8	— 46	47	35	13—15	K ω Centauri
5272	3		37.6	+ 28	53	12	13—17	K
5904	5	15	13.5	+ 2	27	12	13—15	K
6093	80	16	11.1	— 22	44	5	12—15	K
6205	13		38.1	+ 36	39	15	13—15	K im Herkules
6218	12		42.0	— 1	46	10	13—15	K
6254	10		51.9	— 3	57	12	13—15	K
6266	62		54.8	— 29	58	5	14—16	K
6273	19		56.4	— 26	7	4	13—15	K
6397		17	32.5	— 53	37	20	13—15	K
6626	28	18	18.4	— 24	55	4	14—15	K
6656	22		30.3	— 23	59	12	13—15	K
6705	11		45.7	— 6	23	12	12—14	O im Sobieskischen Schilde
6723			52.8	— 36	46	8	13—15	K
6752		19	2.0	— 60	8	15	12—15	K
7078	15	21	25.2	+ 11	44	10	13—15	K
7089	2		28.3	— 1	16	8	13—15	K

IX. Verzeichnis von Nebelflecken.

Das Verzeichnis enthält einige der hellsten oder sonst merkwürdigen Nebel auf Grund der Listen von H. D. Curtis (Publications of the Lick Observatory, Vol. 13). Die erste Spalte gibt die Nummer nach Dreyers New General Catalogue bzw. nach dessen beiden Nachträgen I und II (Memoirs of the R. Astronomical Society Vol. 51, 59). Die zweite Spalte gibt die Nummer nach Messiers Katalog, die dritte und vierte Rektaszension und Deklination für 1900, die fünfte und sechste die Dimensionen bzw. die photographischen Helligkeiten nach H. D. Curtis.

N. G. C.	Messier	1900 AR	1900 Dekl.	Dimensionen	Helligkeit	Bemerkungen
		h m	° ′			
40		0 7.6	+ 71 58	38″×35″	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 10^M.
205		34.9	+ 41 8	8′×3′	hell	Spiralnebel.
224	31	37	+ 40 43	—	sehr hell	Andromedanebel.
221	32	37.2	+ 40 19	2′.6×1′.8	sehr hell	Spiralnebel.
598	33	1 28.2	+ 30 9	55′×40′	hell	Spiralnebel.
628	74	31.3	+ 15 16	8′×8′	Kern hell	Spiralnebel.
—		3 41.5	+ 23 48	—	schwach	Nebel in den Plejaden.
1535		4 9.6	— 13 0	20″×17″	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 10^M.
1555		16.1	+ 19 17	4″ lang	sehr schwach	Hinds variabler Nebel um T Tauri.
I 418		5 22.8	— 12 46	14″×11″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 9^M.
1952		28.5	+ 21 57	6′×4′	schwach	„Crab"-Nebel.
1976	42	30	— 5 28	—	sehr hell	Orionnebel.
2023		36.6	— 2 17	6′×4′	hell	} Nebel bei ζ Orionis.
2024		36.8	— 1 53	20′×16′	mäßig hell	
I 434		36.9	— 2 27	1°	schwach	Nebelstreifen bei ζ Orionis. Dunkler Nebel darin, 30′ südl. von ζ Orionis.
II 2149		48.9	+ 46 6	12″×6″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern schwächer als 12^M.
2392		7 23.3	+ 21 7	19″×15″	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 9^M.
2440		37.5	— 17 58	54″×20″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern fehlt
3031	81	9 47.3	+ 69 32	16′×10′	hell	Spiralnebel.
3034	82	47.6	+ 70 10	7′×1′.5	sehr hell	Spindelnebel.
3115		10 0.3	— 7 14	4′×1′	sehr hell	Spindelnebel.
3242		19.9	— 18 8	26″×16″	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 9^M.
3351	95	38.7	+ 12 14	3′×3′	hell	Spiralnebel Φ-Typus.
3372		41.2	— 59 9	—	—	η Carinae-Nebel.
3587		11 9.0	+ 55 34	199″×203″	schwach	„Owl"-Nebel. Zentralstern 12^M.
3623	65	13.7	+ 13 38	8′×2′	hell	Spiralnebel.
3627	66	15.0	+ 13 32	8′×2′.5	sehr hell	Spiralnebel.
4254	99	12 13.7	+ 14 59	4′.5×4′.5	sehr hell	Spiralnebel.
4303	61	16.8	+ 5 2	6′×6′	sehr hell	Spiralnebel.
4321	100	17.8	+ 16 23	5′×5′	hell	Spiralnebel.
4501	88	26.9	+ 14 58	5′×2′.5	hell	Spiralnebel.
II 3568		30.4	+ 83 7	18″×18″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 11^M.
4565		31.4	+ 26 32	15′×1′.1	hell	Spindelnebel.
4594		34.8	— 11 4	7′×1′.5	sehr hell	Spindelnebel.
4631		37.3	+ 33 6	12′×1′.2	sehr hell	Unregelmäßiger Spindelnebel.
4736	94	46.2	+ 41 40	5′×3′.5	Kern sehr hell	Spiralnebel.
4826	64	51.8	+ 22 14	8′×4′	hell	Spiralnebel.
5194/5	51	13 25.7	+ 47 43	12′×6′	hell	Spiralnebel in den Jagdhunden.
5457	101	59.6	+ 54 50	16′×16′	hell	Spiralnebel.
5866		15 3.7	+ 56 9	3′×1′	sehr hell	Spindelnebel.
6210		16 40.3	+ 23 59	8″×8″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 11^M.
II 4634		55.6	— 21 40	10″×7″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern fehlt.
6514	20	17 56.3	— 23 2	24′×30′	sehr hell	Trifidnebel.
6523	8	58	— 24 23	50′×36′	sehr hell	Sagittarius-Nebel.

N. G. C.	Messier	1900 AR	1900 Dekl.	Dimensionen	Helligkeit	Bemerkungen
		h m	° ′			
6543		17 58.6	+ 66 38	22″×16″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 9^{M}.
6567		18 6.4	— 19 6	8″×5″	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 14^{M}.
6572		7.2	+ 6 50	14″×9″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 9^{M}.
6618	17	15.0	— 16 13	26′×20′	sehr hell	„Omega"-Nebel.
6720		49.9	+ 32 54	83″×59″	hell	Ringnebel i. d. Leier. Zentralstern 13^{M}.
II 4846		19 11.0	— 9 14	sternartig	—	B. D. — 9°5069.
6790		17.9	+ 1 19	sternartig	—	B. D + 1°3979.
6853		55.3	+ 22 27	8′×4′	mäßig hell	„Dumb-bell"-Nebel. Zentralstern 12^{M}.
6884		20 7.2	+ 46 10	7′.5×7′.5	hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern fehlt.
6960		41.5	+ 30 21	1° lang	hell	Cirrusnebel bei 52 Cygni.
6992		53	+ 30 50	1°.3 lang	hell	Cirrusnebel.
7000		55.2	+ 43 56	—	hell	„Amerika"-Nebel.
7009		58.7	— 11 46	30″×26″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 11^{M}.
7026		21 2.9	+ 47 27	5″×6″	hell	Planetischer irregulärer Nebel. Zentralstern 14^{M}.
7027		3.3	+ 41 50	18″×11″	sehr hell	Planetarischer irregulärer Nebel mit drei Kernen.
II 5217		22 19.9	+ 50 28	7′.5×6″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern fehlt.
7479		59.9	+ 11 47	3′×2′.5	hell	Spiralnebel, S förmig.
7662		23 21.1	+ 41 59	17″×14″	sehr hell	Planetarischer Nebel. Zentralstern 11^{M}.

Nachtrag.

[Das Dreikörperproblem und die Bewegung der Planeten.]

(S. 81.) Im Problem der säkularen Beschleunigung der Mondbewegung, das allen Lösungsversuchen während der letzten Jahrzehnte hartnäckigen Widerstand entgegengesetzt hat, scheint nunmehr eine weitere Klärung erfolgt zu sein. Was zunächst die Größe des beobachteten Wertes betrifft, so haben die Untersuchungen von Fotheringham, der alle Überlieferungen aus dem Altertum über Finsternisse (beginnend mit der Sonnenfinsternis von Babylon vom Jahre 1062 v. Chr.) und andere Monderscheinungen gesammelt und eingehend bearbeitet hat, die säkulare Beschleunigung des Mondes zu 10″.8 im Jahrhundert ergeben. Die Unsicherheit dieses Wertes dürfte nicht mehr als einige Prozent betragen.

Die theoretische Erklärung dieser Beschleunigung in der Bewegung des Mondes ist in neuerer Zeit durch die Arbeiten von Taylor, Jeffreys, Brown und insbesondere Heiskanen gefördert worden. Der schon von Laplace erkannte Einfluß der Verkleinerung der Exzentrizität der Erdbahn auf die Bewegung des Mondes erklärt nur 6″, also nur etwa die Hälfte des Betrages der beobachteten Beschleunigung. Verschiedene Versuche (durch meteorologische Einflüsse, die durch Abkühlung hervorgerufene Zusammenziehung der Erde, Gezeitenwellen im festen Erdkörper, Vergrößerung der Erdmasse durch einfallende Meteore), den Rest von 4″ bis 5″ zu erklären, führten zu viel zu kleinen Werten. Vielmehr kommen nur zwei Ursachen in Frage, nämlich die Reibung der Gezeitenströmungen auf dem Meeresboden und die unmittelbare Gravitationswirkung des Gezeitenwulstes. Die Berechnung des Einflusses der Reibung der Gezeitenströmungen scheint zunächst deswegen unmöglich, weil man das Tiefenprofil der Ozeane nicht genügend kennt; glücklicherweise hilft aber hier der Umstand, daß sehr tiefe Meere nur verschwindend geringe Wirkung haben, daß es also genügt, die Wirkung an den Küsten und flachen Meerbusen zu berechnen. So läßt sich die Gesamtwirkung auf der ganzen Erde abschätzen, und diese Abschätzung führt auf eine säkulare Beschleunigung des Mondes von 10″. Hiermit schießt man über das Ziel hinaus, da,

wie oben gesagt, nur noch 4″ bis 5″ der beobachteten Mondbeschleunigung zu deuten waren. Es ist das Verdienst Heiskanens, gezeigt zu haben, daß die bisher unterschätzte unmittelbare Gravitationswirkung des Gezeitenwulstes auf den Mond diesen Widerspruch aufhebt. Diese bewirkt nämlich eine säkulare Verzögerung des Mondes; wenn ihre genaue Berechnung auch deswegen schwierig ist, weil dazu die Kenntnis der Hubhöhen der Fluten auf den offenen Ozeanen sowie ihrer Verzögerungszeiten („Hafenzeiten") erforderlich ist, so läßt sich doch eine Abschätzung ausführen, die zum Betrage von 6″ führt. Damit scheint man der Abweichung zwischen Theorie und Beobachtung Herr geworden zu sein, und das harte Ringen der Forscher hat schneller zum Siege geführt, als man erwarten konnte.

[Sternparallaxen.]

(S. 202.) In der spektralphotometrischen Bestimmung von absoluten Sternhelligkeiten und Parallaxen sind von Lindblad neue, Erfolg versprechende Wege gefunden und ausgearbeitet worden. In dem Spektrum des schwachen Begleiters von o^2 Eridani, der unter den A-Sternen die geringste absolute Leuchtkraft ($+ 10^{M}.6$) besitzt, wurde erkannt, daß die Intensität in dem Gebiet von etwa λ 3889 bis λ 3907 merklich geringer ist, als bei A-Sternen von großer absoluter Helligkeit, wie z. B. Sirius. Lindblad baut auf den Vergleich der Intensität dieses Spektralgebietes mit dem benachbarten Gebiete λ 3907 bis λ 3935 eine Methode zur Bestimmung der absoluten Größe auf, die sich, besonders für A-Sterne, als zuverlässig erweist, indem sie es ermöglicht, die absolute Größe mit einem wahrscheinlichen Fehler von nur $\pm 0^{M}.4$ zu bestimmen. Der Grund der Erscheinung scheint in der bei Sternen geringer absoluter Leuchtkraft vorhandenen starken Erweiterung der Wasserstofflinien, also im vorliegenden Falle der Linie Hζ (λ 3889), zu liegen, so daß die weiten Flügel dieser Linie die benachbarte Spektralgegend abschwächen. Für spätere Spektraltypen, bei denen diese Erscheinung, wenn auch in geringerem Maße, ebenfalls auftritt, und bei denen diese Erklärung nicht mehr zutreffen kann, liegt die Ursache wohl in einigen Bogenlinien des Eisens und Siliziums, welche, wegen des schnelleren Dichteabfalles in den Außenschichten der Zwergsterne, bei diesen stärker als bei Riesensternen auftreten.

Für Sterne späterer Typen ist dieses Kriterium für die praktische Anwendung zur Parallaxenbestimmung nicht mehr geeignet, und Lindblad benutzt für diese Sterne die Intensität des Spektrums im Gebiet der Zyanbanden. Das Band, dessen Kopf bei λ 4216 liegt, erwies sich als am zweckmäßigsten; die Gegend λ 4144—4184 wurde verglichen mit λ 4227—4272 als Vergleichsgegend. Die Absorption ist am stärksten für die Giganten der Spektraltypen G5 bis K5.

Ein großer Vorzug dieser Methode liegt darin, daß nur Spektra geringer Dispersion erforderlich sind, so daß auch schwache Sterne, von denen Spektra größerer Dispersion nicht mehr zu bekommen sind, gemessen werden können. Bei Anwendung der Methode auf Sterne 12. bis 14. Größe im Sternhaufen Messier 11 findet Lindblad für diesen die Parallaxe 0″.00040, was — mit Rücksicht auf die Unsicherheit beider Bestimmungen — als mit dem von Shapley auf ganz andere Weise gefundenen Werte 0″.00014 vereinbar angesehen werden muß.

[Sonne.]

(S. 286 oben.) Rodés hat aus einer Statistik der 1910—20 beobachteten Sonnenflecke Resultate gefunden, welche wiederum mit den von Mrs. Maunder abgeleiteten übereinstimmen. Auch der bekannte Geophysiker L. A. Bauer glaubt wenigstens eine kleine Einwirkung der Erde auf die Sonnenfleckenverteilung nachweisen zu können. Chevalier dagegen bestreitet auf Grund seiner Untersuchungen in Übereinstimmung mit Epstein einen solchen Einfluß.

(S. 299.) Eine 1920 Oktober 8 auf dem Yerkes-Observatorium beobachtete Protuberanz erreichte eine Höhe von 831 000 km oder etwa 19′.

(S. 323.) Halm glaubt neuerdings nachweisen zu können, daß sich das für die umkehrende Schicht gültige Rotationsgesetz im Laufe der Sonnenfleckenperiode ändert.

[Venus.]

(S. 350.) Von St. John wurden auf dem Mount Wilson-Observatorium Spektrogramme der Venus mit großer Dispersion aufgenommen, um zu entscheiden, ob das von Venus reflektierte Sonnenlicht Absorptionslinien, herrührend von der Venusatmosphäre, zeigt. Die Aufnahmen wurden zu Zeiten gemacht, wo die Radialgeschwindigkeit der Venus relativ zur Erde so groß war, daß die Absorptionslinien der Venusatmosphäre gegenüber denen der Erdatmosphäre stark verschoben waren und sich infolgedessen beide nicht überlagern konnten, sondern getrennt nebeneinander sichtbar sein mußten. Das Ergebnis war, daß weder Sauerstoff- noch Wasserdampf-Absorptionslinien der Venusatmosphäre sich zeigten. Man kann daraus schließen, daß, wenn überhaupt Sauerstoff oder Wasserdampf innerhalb der Schicht der Venusatmosphäre, in welche das Licht eindringt, vorhanden sein sollte, die Beträge nur äußerst gering sein können. St. John schätzt, daß schon eine 500mal kleinere Menge Sauerstoff und eine 50mal kleinere Menge Wasserdampf, als in unserer Erdatmosphäre vorhanden sind, auf den Aufnahmen erkennbar sein würden.

[Mond.]

(S. 377.) Unsere Kenntnisse über die Entwicklungsgeschichte des Mondes sind von Wilsing in Potsdam durch eine sorgfältige kritische Bearbeitung aller maßgebenden Gesichtspunkte wesentlich gefördert worden. Als Material, auf das er seine Anschauungen über die Entstehung der Mondgebilde gründet, dienen ihm in der Hauptsache die in Paris hergestellten Photographien sowie die eingehenden Beschreibungen aller Einzelheiten der Mondoberfläche von Loewy und Puiseux. Die einzelnen Gebilde werden mit geologischen und vulkanologischen Erscheinungen unserer Erde verglichen, wobei besonders die ausführlichen Untersuchungen amerikanischer Geologen über die Schildvulkane Hawaiis herangezogen werden. Durch solche Gegenüberstellung lassen sich auch alle einzelnen Feinheiten der Mondgebilde als vulkanischen Ursprungs deuten. Als besonders beachtenswert muß hervorgehoben werden, daß Wilsing zum ersten Male das Moment der Zeit in der Entwicklungsgeschichte des Mondes betont hat, indem er zeigt, daß einzelne Gebilde nur als zeitlich hintereinander entstanden erklärt werden können. So findet die Erscheinung, daß die hellen Strahlen über Bergkuppen hinweglaufen, dadurch eine einfache Erklärung, daß die hellen Strahlen zwar gewaltige Lavaströme darstellen, die ursprünglich in flüssigem Zustande nur abwärts geflossen sind, daß sie aber nachträglich, nachdem sie erkaltet und fest geworden sind, an einzelnen Stellen durch später neu entstandene Aufwölbungen oder neu gebildete Krater emporgehoben wurden.

[Die kleinen Planeten.]

(S. 392.) Während der Opposition von 1921 zeigte der kleine Planet Eros nach Beobachtungen von Miss Margaret Harwood keine oder nur sehr geringe Helligkeitsschwankungen, während die von ihr im Jahre 1919 festgestellten Schwankungen von etwa einer ganzen Größenklasse in fünfstündiger Periode nachträglich durch in Arequipa aufgenommene Platten bestätigt werden. Eine Deutung des unregelmäßigen Auftretens dieser Helligkeitsschwankungen ist noch nicht gelungen.

(S. 398.) Ein sehr interessantes Gestirn, bei dem man im Zweifel sein kann, ob man es als einen kleinen Planeten oder als einen kurzperiodischen Kometen ansprechen soll, wurde im Oktober 1920 von Baade in Bergedorf aufgefunden. Da das Gestirn beim Anblick im Fernrohre nicht wie ein Komet, sondern wie ein kleiner Planet aussieht, ist es in die Reihe der kleinen Planeten eingeordnet worden und hat die Nummer (944) erhalten. Seine Bahn ist aber nach Gestalt und Lage für einen kleinen Planeten sehr ungewöhnlich und entspricht mehr der Bahn eines kurzperiodischen Kometen. Die Exzentrizität hat den großen Wert 0,65, die Entfernung von der Sonne

schwankt zwischen 2.01 und 9.42, die Bahn erstreckt sich also bis zur Entfernung der Saturnbahn. Ferner ist die Bahnebene um 43° gegen die Ekliptik geneigt. Dieser neue Himmelskörper stellt also unter den kleinen Planeten einen neuen Rekord nicht nur in bezug auf Exzentrizität und Apheldistanz, sondern auch in bezug auf Bahnneigung auf. Die Elemente sind:

Periheldurchgang	1921 März 9
Umlaufszeit	4992 Tage
Halbe große Achse	5.72
Exzentrizität	0.653
Neigung	43° 4′
Knotenlänge	21° 19′
Perihellänge	77° 48′

[Periodische und sonstige interessante Kometen.]

(S. 455 und 852.) Der Komet 1922b ist wahrscheinlich identisch mit einem 1902 von Grigg aufgefundenen Kometen, von dem nur rohe Ortsbestimmungen vorliegen.

[Meteore.]

(S. 517.) C. Hoffmeister folgert neuerdings aus seinen Beobachtungen, daß hyperbolische Geschwindigkeiten bei sporadischen Sternschnuppen vorkommen.

[Physische Beschaffenheit der Sterne.]

(S. 549.) Miss Cannon hat neuerdings bei einigen langperiodischen Veränderlichen sowie einigen anderen roten Sternen (R Cygni, R Andromedae, π^1 Gruis) festgestellt, daß sich deren Spektra nicht in die bekannten Harvard-Klassen einreihen lassen und die Aufstellung einer neuen Klasse erfordern. Das Spektrum dieser Sterne besitzt nämlich Absorptions- und Emissionslinien, außerdem aber noch Absorptionsbänder bei λ 4650 und λ 6470. Diese neue Klasse ist mit S bezeichnet worden. Sie scheint einen dritten Zweig neben den Zweigen K5 bis M und R bis N zu bilden.

(S. 551ff.) Die 1921 veröffentlichten Untersuchungen des Professors der Physik an der Universität Calcutta, Megh Nad Saha, haben die auf S. 551f. offen gelassene Frage, warum die Sterne, die doch höchst wahrscheinlich chemisch recht gleichartig zusammengesetzt sind, verschiedene Spektra besitzen, im wesentlichen beantwortet. Um diese Untersuchungen verstehen zu können, müssen wir zunächst wenigstens die Grundzüge der neueren Atomtheorie kennen lernen.

Für den Physiker ist das Atom nicht mehr das kleinste Unteilbare der Chemie, sondern bereits ein recht kompliziertes Gebilde. Man nimmt nämlich an, daß es aus einem von Elektronen (Atomen negativer Elektrizität) umgebenen Kern besteht, welcher die eigentliche Materie des Elements enthält und mit soviel positiven elektrischen Einheiten geladen ist, als Elektronen um ihn herum vorhanden sind, so daß das Atom als Ganzes elektrisch neutral ist. Nach Bohr umkreisen nun die Elektronen dauernd den Kern, wie die Planeten die Sonne, nur findet diese Bewegung nicht unter dem Einflusse der Gravitation, sondern unter dem der elektrischen Anziehung (Coulombsches Gesetz) statt. Aber auch so gelten für die Bewegung der Elektronen die Keplerschen Gesetze, es kommt indessen eine Einschränkung hinzu. Die Halbachsen der Elektronenbahnen können nur bestimmte, diskrete Werte haben, welche durch die Regeln der Quantentheorie gegeben sind. In diesem Punkte weicht somit das atomare Planetensystem wesentlich von unserem Sonnensystem ab. Diese Quantenbahnen sind um so stabiler, je näher sie am Kern sind. Während der Bewegung des Elektrons in diesen Bahnen findet keine Ausstrahlung statt, die Bewegung in ihnen erfolgt widerstandslos.

Wird nun aber ein Elektron durch eine äußere Anregung, etwa thermischer oder elektrischer Natur, unter Aufnahme von Energie aus einer kernnäheren in eine kernfernere Bahn geworfen, so durchläuft es diese eine Zeit lang, gleichfalls ohne Ausstrahlung zu erzeugen. Kehrt es dann aber von selbst oder durch äußere Einwirkung wieder in seine ursprüngliche Bahn zurück, so wird die von ihm vorher aufgenommene Energie wieder frei, der das Atom umgebende Äther wird in Schwingungen versetzt, welche dem Auge als monochromatisches Licht erscheinen würden, falls es sie wahrnehmen könnte. Wenn beispielsweise das Elektron des Wasserstoffs — sein Atom besteht aus dem Kern und nur einem einzigen ihn umkreisenden Elektron —, welches durch äußere Anregung in seine, vom Kern aus gerechnet, dritte Bahn gebracht wurde, zur zweiten zurückfällt, so wird der das Atom umgebende Äther zur Aussendung von Licht der Wellenlänge der $H\alpha$-Linie veranlaßt, bei der Rückkehr von der vierten Bahn zur zweiten zur Aussendung von Licht der Wellenlänge der $H\beta$-Linie usw., das heißt zur Aussendung von Linien der Balmerserie, für welche die zweite Bahn die Ausgangsbahn ist. Natürlich ist das Auge nicht imstande, die von einem einzelnen Atom erzeugte Strahlung wahrzunehmen. Betrachten wir aber eine Ansammlung von Wasserstoffatomen, eine Gasmasse, und ist eine nicht zu kleine Zahl ihrer Atome angeregt und zwar in verschiedenem Grade, so wird in ihr in einem gegebenen Zeitmoment ein Teil der Atome $H\alpha$, ein anderer $H\beta$ usw. zur Emission bringen, das Auge wird das Balmerspektrum des Wasserstoffs mehr oder minder vollständig sehen. Die Intensität der Spektrallinien hängt also ausschließlich von der Anzahl der

zurückfallenden Elektronen ab, nicht etwa von der Stärke der Anregung. Durch diese wird nur die zur Emission kommende Wellenlänge bestimmt.

Wie die Emission durch Übergang eines Elektrons von einer kernferneren zu einer kernnäheren Bahn zustande kommt, wird die Absorption durch den umgekehrten Vorgang entstehen. So wird z. B. Licht der Wellenlänge $H\alpha$ absorbiert werden, wenn das Elektron des Wasserstoffs aus seiner kernnächsten Bahn in die zweite geht.

Nun kann es aber vorkommen, daß die Anregung so stark ist, daß das Atom eines oder mehrere seiner kernfernsten Elektronen völlig verliert (Ionisation). Dann muß sich auch das Spektrum ändern, denn dem neutralen Atom entspricht das Bogenspektrum, dem ionisierten das Funkenspektrum. Geht der Wasserstoff seines einzigen Atoms verlustig, so wird ihm als elektronenlosen Kern jede Möglichkeit zur Erzeugung von Ausstrahlung genommen sein, bis etwa der Kern wieder irgendein freies Elektron eingefangen hat.

Eine Gasmasse wird nun das eine oder das andere Spektrum kräftiger zeigen, je nachdem die neutralen oder die ionisierten Atome an Zahl überwiegen (Ionisationsgrad). Die Abhängigkeit des Ionisationsgrades von Temperatur und Druck haben nun J. Eggert und nach ihm Saha dadurch zu berechnen vermocht, daß sie das Elektron als ein chemisches Element, die Ionisation als einen chemischen Prozeß, ansahen und auf diesen die Lehren der Thermodynamik anwendeten, eine Auffassung, die berechtigt erscheint, da die chemischen Bindungen ihren Ursprung in denselben Kräften haben, die auch ein Elektron an sein Atom binden. Aus der von diesen Physikern aufgestellten Beziehung zwischen Temperatur, Druck und Ionisationsgrad folgt nun, daß unter gegebenen Bedingungen der Ionisationsgrad um so kleiner ist, je größere Energiemengen nötig sind, um die Ionisation einzuleiten. Weiter muß, um einen gegebenen Ionisationsgrad aufrecht zu erhalten, die Temperatur um so höher sein, je größer die zur Einleitung der Ionisation nötige Energiezufuhr ist. Die zur Ionisation nötige Energie wird aber der Umgebung des Atoms, der hoch erhitzten Gasmasse, entnommen (thermische Ionisation), genau wie, wenn man eine unter Wärmeaufnahme vor sich gehende Reaktion einleiten will, man das die Substanz enthaltende Gefäß erwärmen muß. Das zur Einleitung der Ionisation nötige Mindestmaß von Energiezufuhr kann im Laboratorium bestimmt werden (J. Franck u. a.). Es ist für die verschiedenen Elemente nicht gleich groß; so braucht z. B. Wasserstoff eine Energiezufuhr von 3.2×10^5 Kalorien, Kalzium dagegen nur eine solche von 1.4×10^5 Kalorien. Die höchste Energiezufuhr erfordert, soweit man bis jetzt weiß, Helium.

In den folgenden Tabellen ist die durch die Eggert-Sahasche Gleichung bestimmte Abhängigkeit des Ionisationsgrades von Temperatur und Druck für Wasserstoff und Kalzium als Beispiel gegeben.

Ionisationsgrad des Kalziums (in Prozenten)

Absolute Temperatur	Druck in Atmosphären				
	10	1	0.1	0.001	0.000001
2 000	0	0	0	0	0
3 000	0	0	0	0	9
4 000	0	0	0	9	93
5 000	0	2	6	55	
6 000	2	8	26	93	
7 000	7	23	68	99	
8 000	16	46	84		
9 000	29	70	95		
10 000	46	85	98		
11 000	63	93			
12 000	76	97			
13 000	84	99			
14 000	90				

Vollständige Ionisation

Ionisationsgrad des Wasserstoffs (in Prozenten)

Absolute Temperatur	Druck in Atmosphären.			
	1	0.1	0.001	0.00001
7 000	0	0	1	1.5
8 000	0	0	5	26
9 000	0	2	20	44
10 000	2	5	49	89
12 000	9	28	94	
14 000	27	65		
16 000	55	90		
18 000	80	97		
20 000	92			
22 000	97			

Vollständige Ionisation

Um diese Zahlen auf Sterne anwenden zu können, muß man den Druck kennen, der in jenen Schichten der Sternatmosphären herrscht, in welchen die Fraunhoferschen Linien entstehen, aber hierfür fehlt bisher jede Angabe. Der Druck in der „umkehrenden Schicht" der Sonne ist gleichfalls nicht sicher bekannt; man weiß nur, daß er gering ist und höchstens einige Atmosphären beträgt. Wir wollen daher den Druck in der umkehrenden Schicht der Sterne zu etwa einer Atmosphäre annehmen und sehen, welche Voraussagungen sich auf Grund der Sahaschen Theorie machen lassen.

Helium wird erst bei sehr hohen Temperaturen (15 000°) ionisiert; das Spektrum des ionisierten Atoms (λ 4686 und die ζPuppis-Serie) wird daher nur in den heißesten Sternen sichtbar sein können. In der Tat finden wir es nur in den O-Sternen; in Oa bis Oc tritt es allein auf, in Od kommt dann schon eine Linie (λ 4471.6) des neutralen Heliumatoms hinzu, dessen Spektrum sich von Oe über Oe5 bis zu den B-Sternen immer stärker entwickelt, während gleichzeitig die Linien des ionisierten Heliums schwächer werden und in den B-Sternen (10400°) selbst nicht mehr sichtbar sind, wie es die Theorie von Saha verlangt. Nachdem das Spektrum des neutralen Heliumatoms in den B-Sternen seine größte Intensität erreicht hat, fällt diese dann rasch ab, bis Helium in den A-Sternen (9700°) verschwindet, da deren Temperatur für die Erzeugung dieses Spektrums nicht mehr ausreicht. Ganz ähnlich verhält sich der Wasserstoff. Bei Temperaturen von mehr als 10 000° ist er nach obiger Tabelle schon merklich ionisiert; sein Spektrum ist daher in den O- und B-Sternen von geringerer Intensität, als in den A-Sternen, wo es seine maximale Intensität erreicht. Von hier aus wird es, zunächst ziemlich rasch, schwächer, ist aber bis zum Ende der Spektralreihe (M-Sterne)

noch sichtbar. Auch das Magnesium folgt der Theorie. Über 10 000° ist es schon merklich zweifach ionisiert, daher kann die für einfach ionisiertes Magnesium charakteristische Linie λ 4481 sich in den B-Sternen nur geschwächt zeigen und sich erst in den A-Sternen zu voller Intensität entwickeln. Bei der Temperatur der F-Sterne ist λ 4481 aber schon wieder schwächer, weil hier bereits das neutrale Magnesiumatom in Wirkung tritt, dessen Linien dann in den folgenden Klassen G bis M in voller Intensität sichtbar sind.

Anders als die soeben besprochenen Elemente verhält sich Kalzium. Die Linie λ 4227 des neutralen Atoms befolgt die Sahasche Theorie, da, wie die Tabelle zeigt, sie bei Temperaturen von 2000°—5000° stark auftreten muß und auch tatsächlich in den Sternen der Klassen M bis G kräftig ist. Von 6000° an wird die Ionisation merklich, und λ 4227 muß nach und nach verschwinden. In Übereinstimmung hiermit steht, daß λ 4227 in den F-Sternen schwächer, in den A-Sternen aber gar nicht mehr sichtbar ist.

Die Linien des ionisierten Kalziums, H und K, müßten nun nach der Tabelle bis etwa zu einer Temperatur von 6000°, also von den M-Sternen an bis zu denen der Klassen F und G, unsichtbar sein. In Wirklichkeit erreichen H und K aber gerade in den K-Sternen ihre größte Intensität, die sie bis zum Ende der Harvardreihe beibehalten. Eine Lösung dieses Widerspruches zwischen Theorie und Beobachtung würde darin bestehen, daß Kalziumdämpfe bis in die höchsten Schichten der Sternatmosphären vorhanden sind, in welchen der Druck äußerst kleine Werte besitzt. In den Klassen G und F sind H und K noch stark, von diesen an aber werden sie schwächer bis zur Klasse B, wo sie bei zahlreichen Sternen schon nicht mehr beobachtbar sind. Das Verhalten von H und K ist hier nun wieder in Übereinstimmung mit der Theorie; es setzt nämlich von etwa 6000° an die zweifache Ionisation des Kalziums ein, die Linien des einfach ionisierten Atoms müssen von hier an schwächer werden und schließlich verschwinden, wenn alle Kalzium-Atome in der Sternatmosphäre zwei Elektronen verloren haben.

Die Sahasche Theorie gibt, wie wir aus dem Vorstehenden sehen, der Harvard-Spektralfolge eine tiefere physikalische Begründung. Den engen Zusammenhang zwischen der Temperatur der Sterne und der in ihnen auftretenden Spektrallinien hatte man wohl rein empirisch erkannt, aber der eigentliche physikalische Grund dafür, daß bei einer bestimmten Temperatur die Spektrallinien bestimmter chemischer Elemente auftreten, anderer aber nicht, war bis dahin verborgen geblieben.

Die Sahasche Theorie gibt ferner eine Erklärung für die Verschiedenheit des Spektrums eines Riesen von dem eines Zwerges derselben Spektralklasse. Nach der Theorie ist, wie wir oben sahen, das Spektrum einer Gasmasse nicht allein von der Temperatur, sondern auch noch von der Konzentration der Atome in ihr abhängig. Da nun die Riesen geringe Dichte

haben, müssen die Atome ihrer Atmosphären leichter ionisierbar sein, als in den Zwergen mit dichterer Atmosphäre, folglich werden in den Spektren der Riesen die Funkenlinien stärker, die Linien der neutralen Atome schwächer auftreten, als in den Spektren der Zwerge.

Ganz analog wird das Verhalten mancher Linien im Spektrum der Sonnenatmosphäre verständlich. Man findet z. B. in den mittleren Schichten der Chromosphäre die Linien des neutralen, in den höheren aber die des ionisierten Heliums (λ 4686), weil eben in letzteren der Gasdruck so wesentlich geringer ist, daß das Heliumatom vollständig ionisiert ist. Aus demselben Grunde reichen die Linien des ionisierten Kalziums, Strontiums, Skandiums, Titans bis in weit größere Höhen der Chromosphäre, als die Linien derselben Elemente im neutralen Zustande.

Aber auch das Fehlen gewisser auf der Erde vorkommender Elemente (z. B. Rubidium und Cäsium) im Sonnenspektrum findet durch die Sahasche Theorie seine Erklärung; sie sind als leichtest ionisierbare Elemente bei der Temperatur der Sonne bereits völlig einfach oder mehrfach ionisiert, und ihre Spektra liegen dann entweder in ultravioletten, dem Beobachter infolge der Absorption der Erdatmosphäre nicht mehr zugänglichen Gebieten, oder aber sie sind, wie die Spektra mehrfach ionisierter Elemente, überhaupt noch ganz unbekannt, so daß man die Linien, falls sie in der Sonne sichtbar wären, doch nicht identifizieren könnte. Bei niedrigerer Temperatur (etwa 4000°), wie in den Sonnenflecken, ist die Ionisation soweit verringert, daß die Spektra der in der Sonne selbst scheinbar fehlenden Elemente, wenn auch schwach, doch sichtbar sind. Beispielsweise fand Russell Rubidium in den Sonnenfleckenspektren auf, und auch die Spektra der anderen Alkalien, besonders von Kalium und Natrium, sind hier intensiver, als in der Sonne selbst. Aus dem Fehlen der Linien eines Elements im Sonnenspektrum darf man also nie ohne weiteres auf das Fehlen des Elements in der Sonne selbst schließen, und das gleiche gilt auch für die Sterne.

So stellt die Sahasche Theorie schon jetzt einen wesentlichen Fortschritt in der Erkenntnis der Zusammensetzung und des Zustandes der Sternatmosphären dar, obwohl sie nur als eine erste Annäherung zu betrachten ist. Russell hat sie bereits vervollständigt, indem er den Ionisationsgrad für den Fall zu berechnen gelehrt hat, daß nicht nur eines, sondern gleichzeitig mehrere chemische Elemente in einer leuchtenden Gasmasse vorhanden sind.

(S. 554 und 570.) Wohl haben Lane (1871) und später Ritter den Zustand einer im adiabatischen Gleichgewicht befindlichen Gaskugel auf theoretischem Wege erforscht, aber die für die Entwicklungstheorie der Sterne grundlegende Untersuchung der Energetik des Kontraktionsprozesses einer Gaskugel rührt von Ritter allein her. Die häufig sich vorfindende Bezeichnung: „Lane-Rittersches Gesetz“ ist daher unrichtig. Bereits 1883

erlangte Ritter durch Anwendung der mechanischen Wärmetheorie auf das Entwicklungsproblem Resultate, welche mit der heute allgemein angenommenen Russellschen Theorie völlig identisch sind, aber bei der damals noch recht mangelhaften Kenntnis der Spektraltypen befremdend wirken mußten und daher ganz unbeachtet geblieben sind. Ritter hat schon damals erkannt, daß die rötlichen Sterne der Secchi-Vogelschen III. Spektralklasse in zwei Gruppen, Riesen und Zwerge, zerfallen. Wir wollen die hauptsächlichsten Resultate Ritters hier kurz wiedergeben.

Die Sterne entstehen nach Ritter aus nebliger kosmischer Materie, die sich zusammenballt und nach und nach eine solche Temperatur annimmt, daß sie uns als Stern sichtbar wird. Die infolge der Ausstrahlung von Energie in den Weltraum eintretende Kontraktion ist nun die Ursache eines Entwicklungsprozesses, während dessen der Stern die verschiedenen Spektralklassen durchläuft, bis er zum Schluß wieder erlischt. Der Entwicklungsprozeß des Sternes wird durch das Maximum der Energiesaustrahlung und durch das Maximum der Oberflächentemperatur in drei Abschnitte geteilt. Ersteres Maximum wird früher als letzteres erreicht; es entspricht ihm der Zeitpunkt größter Helligkeit des Sternes, letzterem der Zeitpunkt, in welchem der Stern am weißesten ist. Nach Überschreitung des Maximums der Energieausstrahlung nimmt die Helligkeit des Sternes ab, obwohl seine Oberflächentemperatur noch steigt. Bevor der Stern das Maximum der Ausstrahlung erreicht, ist er rötlich, und nach dem Überschreiten der höchsten Oberflächentemperatur wird er auch wieder rötlich. Es müssen somit zwei Unterabteilungen der III. Spektralklasse vorkommen; zur ersten gehören die Sterne großer Helligkeit, aber geringer Dichte, zur zweiten die geringer Helligkeit, aber großer Dichte. Die Zeitdauer größter Energieausstrahlung ist kurz, die Zeitdauer höchster Oberflächenhelligkeit dagegen lang.

Im ersten der oben erwähnten Abschnitte nimmt die in der Zeiteinheit ausgestrahlte Energie zu, zunächst langsam („Nebelstadium" in der Bezeichnung von Ritter), dann bei Annäherung an die größte Helligkeit rasch. Im zweiten Abschnitt nimmt die Ausstrahlung zunächst rasch ab; dann aber, wenn die Oberflächentemperatur am größten wird, langsam. Im dritten Abschnitt nehmen Ausstrahlung und Oberflächentemperatur gleichzeitig und zwar beide langsam ab.

Ein Stern kleiner Masse durchläuft seine Entwicklungsphasen schneller, als ein solcher großer Masse, und da die Oberflächentemperaturen zweier Sterne sich wie die Quadratwurzeln ihrer Massen verhalten, können Sterne mit kleiner Masse nicht zu so hohen Oberflächentemperaturen kommen, als Sterne mit großer Masse, d. h. sie können überhaupt nicht die erste Spektralklasse erreichen.

(S. 566, Zeile 10 von unten.) Auch im kontinuierlichen Spektrum bestehen also kleine Unterschiede zwischen Riesen und Zwergen (etwa

von F5 bis G0 an). Die Zwergsterne sind blauer als die Riesen desselben Spektraltypus; die Farbe ist also bis zu einem gewissen Grade von der absoluten Helligkeit abhängig.

(S. 567.) Folgende absolut schwache Sterne der früheren Spektralklassen lassen sich nicht in das Russellsche Schema einordnen:

Stern	Spektralklasse	Absolute Helligkeit
		M
72 Columbae	B1	+ 4.8
Begleiter von α Scorpii	B1	+ 3.2
o^2 Eridani B	A0—B9	+ 10.6
Lal. 28607	A2p	+ 4.9
Lal. 5761	A3p	+ 6.0
Begleiter von Sirius	A? F?	+ 11.3
van Maanen's Stern	F	+ 14.2

Bewegungen der Sterne.]

(S. 603.) Nach einer neuen Untersuchung von Strömberg, welche sich auf die Bewegungen von etwa 1300 Sternen mit bekannten spektroskopischen Parallaxen stützt, hat die Sonne in bezug auf die Zwergsterne eine beträchtlich größere Geschwindigkeit (32 km) als in bezug auf die Riesensterne (19 km). Besonders auffällig werden die Unterschiede in den Werten der Geschwindigkeit und auch der Bewegungsrichtung der Sonne, wenn man die Sterne nach dem Werte ihrer absoluten Geschwindigkeiten ordnet. Man findet nämlich nach Strömberg für die Koordinaten des Apex und für die Geschwindigkeit der Sonne folgende Werte:

Sterne mit absol. Geschw.	AR Dekl.	Geschw. der Sonne
0— 60 km	$272^0 + 30^0$	20.6 km
60—100 „	295 + 43	36.3 „
100—150 „	289 + 39	76 „
>150 „	313 + 54	209 „

Die Sterne mit hohen Geschwindigkeiten haben also eine systematische Bewegung, welche von der Bewegung der Sterne mit mäßigen Geschwindigkeiten verschieden ist, und besitzen eine starke Tendenz, sich in einer Richtung zu bewegen, welche derjenigen der Sonnenbewegung entgegengesetzt ist. — Strömberg benutzt bei diesen Untersuchungen die Gesamtbewegungen der Sterne, die er für jeden einzelnen Stern, dessen Eigenbewegung, Radialgeschwindigkeit und Parallaxe bekannt sind, berechnen kann.

(S. 604.) Die Sterne der Spektralklasse N haben eine mittlere absolute Radialgeschwindigkeit von 18.0 km (Mittel aus 25 Sternen nach Beobachtungen der Lick-Sternwarte), die der Klasse R sogar eine solche von

50 km (Mittel aus 28 Sternen nach Beobachtungen des Mt. Wilson-Observatoriums); bei letzteren Sternen ist der Mittelwert aber sehr unsicher, da die Einzelwerte sehr verschieden sind (— 400 km bis + 70 km, bezogen auf die Sonne). Große absolute Radialgeschwindigkeiten (33 km) haben im Mittel auch die Sterne der Klasse Md (s. S. 660).

[Doppelsterne.]

(S. 611.) Neuerdings hat man auch das Interferometer (s. S. 569) zur Messung sehr enger Doppelsterne, die sich im Fernrohr nicht mehr trennen lassen, benutzt. Mit einem solchen Instrument ist es z. B. gelungen, die Komponenten des spektroskopischen Doppelsternes α Aurigae zu trennen und zu messen.

(S. 631 unten.) In einigen wenigen Fällen, z. B. bei σ Aquilae und H.R. 8803, ist sowohl die ruhende, als auch die bewegliche Linie K vorhanden.

(S. 633, Tabelle.) Es kommen noch hinzu:

Stern	Spektr.	$m_1 \sin^3 i$	$m_2 \sin^3 i$
Boss 497[2]	A5	0.9	0.9
S Antliae*	A8	0.8	0.4
Boss 4622	F0	1.0	1.0
Boss 497[1]	G0	1.1	1.1

(S. 634.) Die für die spektroskopischen Doppelsterne gefundene Abhängigkeit der Masse vom Spektraltypus gilt auch für die visuellen Doppelsterne, wie Seares auf Grund umfangreicher und ziemlich komplizierter Untersuchungen festgestellt hat. Danach ist das geometrische Mittel der Massen der visuellen Doppelsterne der Spektralklasse

B0	18 Sonnenmassen	G0	1.7 Sonnenmassen
A0	10	K0	1.2
F0	4.4	Ma	1.0

Für die Sterne der Klassen von F0 an beziehen sich die Zahlen auf die Zwergsterne; die Riesensterne dürften etwas größere Massen haben. Es ist wahrscheinlich, daß die Abhängigkeit der Masse vom Spektraltypus auch für einfache Sterne besteht.

Meyermann hat kürzlich für 59 visuelle Doppelsterne mit mehr oder weniger genau bekannten Bahnen und meist ziemlich genau bekannten Parallaxen die Massen nach dem dritten Keplerschen Gesetz berechnet (vgl. S. 616 Anm.); er findet als arithmetisches Mittel den Wert von 2.6 Sonnenmassen (ohne Rücksicht auf den Spektraltypus).

[Veränderliche Sterne.]

(S. 651.) Die Veränderlichen der vierten Klasse mit weniger als 1^d Periode besitzen im Gegensatz zu denen mit längeren Perioden durchschnittlich große Radialgeschwindigkeiten. Wie wir sahen (S. 649), ist bei den beiden Gruppen auch die Verteilung am Himmel wesentlich verschieden.

(S. 655 unten.) Die Veränderlichen in Messier 15 zerfallen nach Bailey mit verschwindenden Ausnahmen in zwei Gruppen. Bei der ersten betragen die Perioden $0^d.30$ bis $0^d.44$, und die Lichtkurven entsprechen denen der ζ Geminorum- und der δ Cephei-Sterne; bei der zweiten liegen die Perioden zwischen $0^d.57$ und $0^d.76$, und die Lichtkurven zeigen Antalgol-Charakter. — In der kleinen Magellanschen Wolke sind neuerdings auf dem Harvard-Observatorium für eine Anzahl von Veränderlichen auch Perioden von weniger als 1^d und Lichtkurven vom Antalgol-Typus nachgewiesen worden.

(S. 658 oben.) Bei den zahlreichen schwachen Veränderlichen im Orion-Nebel scheint sich nach Graff der Lichtwechsel gleichfalls durch das Vorbeiziehen absorbierender Nebelmassen zu erklären.

[Neue Sterne.]

(S. 663.) Nach den Erfahrungen der letzten Jahre können die neuen Sterne keineswegs mehr als seltene Erscheinungen betrachtet werden. Nach einer Schätzung von Bailey wird es in jedem Jahre gegen 9 neue Sterne geben, die im Maximum heller sind als 9. Größe; freilich werden nur die wenigsten davon wirklich aufgefunden.

(S. 673.) Die schwache Nova Aquilae Nr. 4 von 1919 (Maximum 10. Größe) hat sich merkwürdigerweise in einen Stern der Spektralklasse R verwandelt, ebenso die Nova Z Centauri von 1895, die Nova T Coronae von 1866 dagegen in einen Stern der dritten Spektralklasse mit hellen Linien. Das Spektrum der Nova Aquilae Nr. 3 von 1918 war vor dem Aufleuchten ein solches der ersten Spektralklasse.

[Die Milchstraße.]

(S. 681ff. und 727.) 1. Ausgedehnte dunkle Nebelfelder sind zuerst W. Herschel aufgefallen (1818). Während der beiden in Bonn und Córdoba angestellten Sterndurchmusterungen scheinen sie nicht beachtet worden zu sein; sie mußten sich aber bei Anfertigung der Karten für veränderliche Sterne bemerklich machen, und wirklich sind in Hagens Atlas Stellarum Variabilium zehn Karten als ständig mit Nebeln überzogen angezeigt. Barnard hat auf zwei Klassen von dunklen Gebilden hingewiesen, solche, die er selbst am Himmel gesehen, und andere, die er von seinen Aufnahmen

der Milchstraße abgelesen und „dunkle Gassen" genannt hat. Ob beide Klassen von der gleichen Natur sind, ist sehr zweifelhaft.

2. Aus den seit 1911 auf der Vatikanischen Sternwarte im Gang befindlichen Beobachtungen ergeben sich folgende Tatsachen:

a) Die dunklen Nebel bilden ein zusammenhängendes Gefüge, das den ganzen sichtbaren Himmel überzieht, eine Nebelstraße als Gegenstück zur Milchstraße. Mittels einer fünfstufigen Skala geschätzt, erscheint die Dichte der Nebel vom galaktischen Pole gegen die Milchstraße zu immer schwächer, jedoch nicht gleichmäßig, denn sie ändert sich von Punkt zu Punkt nach verschiedenen Richtungen.

b) Die sternreichsten Gegenden sind am dünnsten mit Nebeln belegt. Daher sieht man diese Gebilde in der Milchstraße nur als feine Schleier, obwohl hin und wieder auch einzelne dunklere Wolken auftreten, die dann auf dem hellen Sternengrund deutlich hervortreten. Ganz klar ist der Himmel nur in der Umgebung von dichten Sternhaufen.

c) Die hellen Nebel finden sich dort am zahlreichsten, wo die dunklen Wolken am dichtesten sind. Ihre Anzahl nimmt daher, wie die Wolkendichte, mit kleiner werdender galaktischer Breite stetig ab. Eine merkwürdige Eigentümlichkeit der hellen Nebel besteht darin, daß sie sich mit Vorliebe an den Buchten und Inseln zeigen, von denen die Nebelstraße vielfach durchbrochen ist. Die Ufer dieser Buchten und Inseln sind oft von einer Reihe gleich heller Sterne eingefaßt, so daß man aus dem bloßen Anblick einer solchen Sternschnur auf eine angrenzende dunkle Wolke schließen darf.

3. Wenn jetzt schon eine Folgerung aus diesen Beobachtungstatsachen erlaubt ist, so wäre es die, daß die dunklen Nebel der Stoff sind, aus dem sich die jungen Riesensterne entwickeln. Nach dieser Auffassung ist unser galaktisches Sternsystem durch Zusammenziehung der früher darin vorhandenen Nebelmassen entstanden; es ist aber auch jetzt noch von dunklen kosmischen Nebeln allseitig umhüllt. J. G. Hagen S. J.

(S. 681 u. 717.) Wie man aus der Zusammengehörigkeit der Nebelmaterie des Orionnebels mit den in ihm stehenden Sternen die Entfernung des Nebels abschätzen kann (S. 717), so ist es auch möglich, die Entfernung an sich dunkler Nebel abzuschätzen, wenn sie, durch die in ihnen stehenden Sterne erleuchtet, uns sichtbar werden. Lundmark hat auf diese Weise die Parallaxen zahlreicher heller und dunkler Nebel und Nebelsterne bestimmt. Als Ergebnis folgt, daß alle diese Objekte in mäßigen Entfernungen (Parallaxe 0″.0003—0″.01) von uns liegen.

[Sternhaufen und Nebelflecke.]

(S. 694, nach der Tabelle.) Auf gleiche Weise hat Coebergh die Parallaxen folgender offener Sternhaufen abgeschätzt.

N.G.C.	Messier	Parallaxe	N.G.C.	Messier	Parallaxe
1976	42	0".026	3572	—	0".0019
2287	41	0.0057	3603	—	0.0001
2546	—	0.021	3766	—	0.0011
2547	—	0.0031	4103	—	0.0001
3114	—	0.0011	6067	—	0.002
3228	—	0.0051	6087	—	0.0029
3372	—	0.0024	6405	6	0.0019
3532	—	0.00025	6475	7	0.0032
			6603	24	0.00031

Von Zeipel hat durch Vergleichung der scheinbaren Helligkeiten der Sterne aller Spektraltypen im offenen Sternhaufen Messier 37 (N.G.C. 2099) mit den mittleren absoluten Helligkeiten der Sterne eines jeden Spektraltypus für diesen Sternhaufen eine Parallaxe von 0".0007 gefunden.

(S. 696, Tabelle.) Slipher hat die Radialgeschwindigkeiten noch folgender Kugelsternhaufen bestimmt:

N.G.C. 6093	+ 70 km
6266	− 50 „
6273	+ 30 „
7099	−125 „

(S. 708.) Die sehr häufig vorkommenden runden Nebel ohne Spiralstruktur, deren Spektra und Radialgeschwindigkeiten aber denen der Spiralen gleichen, und welche von den Astronomen der Lick-Sternwarte zu den Spiralnebeln gerechnet werden, sehen die Astronomen der Mount Wilson-Sternwarte als eine besondere Klasse an (Kugelnebel, globular nebulae). Als besonders charakteristische Beispiele seien genannt: N.G.C. 4374, 4406, 4472, 4486, 4649. Um den Rand von N.G.C. 4486 herum sind zahlreiche schwache Sterne (schwächer als 19^{M}) gehäuft, so daß dieses Objekt eher einem Sternhaufen als einem Spiralnebel gleicht.

(S. 711, Ende des ersten Absatzes.) Auf manche Spiralen projizieren sich die zwischen ihnen und uns liegenden Sterne, z. B. auf N.G.C. 4594 fünf Sterne. Wenn die Zahl dieser Sterne in Übereinstimmung ist mit der Sterndichte der betreffenden Himmelsstelle, so ist zu folgern, daß diese Nebel weiter entfernt als die sich auf sie projizierenden schwächsten Sterne sind. Nun kennt man freilich die Parallaxen dieser Sterne nicht, man kann sie aber als gleich den mittleren Parallaxen der Sterne gleicher Helligkeit annehmen und erhält so wenigstens ein Mindestmaß für die Entfernung dieser Spiralnebel. Lundmark hat auf diese Weise gefunden, daß die Nebel N. G. C. 891, 3034, 3623, 3628, 4013, 4565, 4594, 5195, 5866, 7814 Parallaxen besitzen, die jedenfalls kleiner als 0".0001—0".0002 sind.

(S. 717, Anmerkung.) Nach Beobachtungen auf dem Mount Wilson-Observatorium besitzen noch folgende diffuse Nebel ein Gasspektrum.

N.G.C. 281, 1491, 1624, 2024, 2237, 2359, 5128, 6357, 7635, I.C.I 59, 63, 405, 423.

[Bau des Universums.]

(S. 755.) Ein erster Versuch, zu einer einheitlichen Theorie des Aufbaues unseres Sternsystems zu gelangen, ist von Kapteyn kurz vor seinem Tode in seiner letzten größeren Arbeit unternommen worden. Wie eine Krönung seines Lebenswerkes mutet es an, wenn hier der greise Forscher, dessen ganze Kraft der Erforschung der Anordnung und der Bewegungen der Sterne gewidmet war, nun die im Laufe vieler Jahre gewonnenen Resultate unter einem großen Gesichtspunkt zusammenzufassen und zu deuten versucht. Es ist zunächst ein erster roher Versuch, der die Feuerprobe eingehender wissenschaftlicher Kritik noch nicht bestanden hat; ob die neuen Ideen sich weiterhin als fruchtbringend erweisen werden, muß die Zukunft entscheiden.

Die beobachtete Grundlage, von der Kapteyn ausgeht, bildet die Dichteverteilung im „typischen Sternsystem", in welchem die Flächen gleicher Sternfülle als konzentrische Rotationsellipsoide mit der Sonne als Mittelpunkt aufgefaßt werden; es entspricht dies innerhalb der bestehenden Unsicherheit der beobachteten Dichteverteilung hinreichend genau. So wird der Raum unseres Sternsystems bis zu einer Entfernung von etwa 8500 Sternweiten in der Ebene der Milchstraße und von etwa 1700 Sternweiten in Richtung zum Pole der Milchstraße in zehn ellipsoidische Schalen eingeteilt, und die Sterndichte wird innerhalb jeder dieser Schalen als gleichförmig angenommen. Aus der Raumgröße jeder Schale und der Anzahl der in ihr vorhandenen Sterne läßt sich, wenn man jedem einzelnen Sterne eine bestimmte durchschnittliche Masse beilegt, die gesamte Masse der Sternmaterie in dieser Schale finden. Nun ist es nicht schwer, die Anziehungskraft aller ellipsoidischen Schalen auf einen beliebigen Punkt des Raumes zu berechnen, wobei die bekannte Tatsache, daß eine ellipsoidische Schale auf einen im Innern gelegenen Punkt keine Anziehungskraft ausübt, die Berechnung sehr erleichtert. So kennt man für jeden Punkt im Raume sowohl der Größe als der Richtung nach die Anziehungskraft, die von der Gesamtheit aller Sterne ausgeübt wird. Unbestimmt bleibt nur ein Faktor, der von der durchschnittlichen Masse eines einzelnen Sternes abhängt.

Unter der grundlegenden Voraussetzung, daß das Sternsystem als Ganzes dynamisch einen stationären Zustand erreicht hat, versucht nun Kapteyn, die Gesetze der kinetischen Gastheorie auf das Sternsystem anzuwenden, wobei die einzelnen Sterne den Molekülen eines Gases gleichgestellt werden. Da ein in Ruhe befindliches System eine kugelförmige Gestalt angenommen haben müßte, in der Tat aber eine starke Abplattung nach der Milchstraße besteht, muß eine Rotationsbewegung um eine senkrecht zur Milchstraße

stehende Achse vorhanden sein. Betrachten wir aber zunächst nur die in der Richtung nach den Polen der Milchstraße befindlichen Sterne, so kommt für diese die Rotation des Systems nicht in Frage. Wir können diese Sterne als Moleküle eines in Ruhe befindlichen Gases ansehen und auf sie die als barometrische Höhenformel bekannte Gleichung anwenden, welche, auf unsere Atmosphäre angewandt, eine Beziehung zwischen der mit der Höhe über dem Erdboden abnehmenden Luftdichte und der von der Erde auf die Luftmassen ausgeübten Anziehungskraft herstellt. Die Anwendung dieser Formel auf das Sternsystem liefert eine Beziehung der Sterndichte zu der Anziehung durch das gesamte Sternsystem, und Kapteyn benutzt diese, um den vorher unbestimmt gebliebenen Faktor, der die durchschnittliche Masse eines Sternes bedeutet, zu bestimmen.

Interessant ist, daß hiernach die durchschnittliche Masse eines Sternes von der Mitte des Sternsystems nach außen hin abnimmt, und zwar von dem Werte 2.2 (in Einheiten der Sonnenmasse ausgedrückt) im Zentrum bis zu dem Werte 1.4, der in einer Entfernung von etwa 1700 Sternweiten nach dem Pole der Milchstraße zu erreicht ist. Eine solche Abnahme der durchschnittlichen Sternmasse nach außen hin ist schon früher von Jeans aus kosmogonischen Gründen für wahrscheinlich gehalten worden. Anderweitig können wir über die Massen der Sterne nur durch Doppelsterne mit bekannter Bahnbewegung Aufschluß erhalten; hiernach beträgt die durchschnittliche Masse eines Doppelsternes, beide Komponenten zusammengenommen, etwa das 1.6fache der Sonnenmasse. Aus der guten Übereinstimmung dieses Wertes mit den von ihm berechneten Massenwerten schließt Kapteyn, daß dunkle Sterne und dunkle Materie, die ja bei seiner Massenberechnung mit eingeschlossen sind, im Weltenraume nicht in erheblicher Menge vorhanden sein können.

Betrachten wir jetzt Punkte des Raumes, die in der Ebene der Milchstraße liegen. Es wird hier den einzelnen Sternen die durchschnittliche Masse zugeschrieben, welche die in Richtung nach dem Pole auf der gleichen ellipsoidischen Schale liegenden Sterne durch die eben durchgeführte Rechnung erhalten haben. Da jetzt der vorher unbekannte Massenfaktor für jede Schale bekannt ist, kann die Anziehungskraft der Gesamtheit aller ellipsoidischen Schalen auf jeden Punkt der Milchstraße vollständig berechnet werden. Andererseits kann eben diese Anziehungskraft wiederum aus der barometrischen Höhenformel gewonnen werden. Zwischen beiden Werten zeigt sich ein erheblicher Unterschied; aber ein solcher wird von Kapteyn gerade erwartet in der Vorstellung, daß das ganze System um eine Achse senkrecht zur Milchstraße rotiere, wodurch eine Zentrifugalkraft auftritt, die den tatsächlich gefundenen Unterschied erklärt. Kapteyn nimmt an, daß ein Teil der Sterne in der einen Richtung, der andere Teil in der anderen Richtung rotiert wodurch die Erscheinung erzeugt wird, daß parallel zur Ebene der Milchstraße

zwei Sternströme in entgegengesetzter Richtung durcheinander strömen. Da nun die Größe der Zentrifugalkraft aus der obigen Rechnung für jede Entfernung vom Zentrum des Systems einzeln gefunden wird, so können daraus die Rotationsgeschwindigkeiten und infolgedessen auch die linearen Geschwindigkeiten für jede Entfernung vom Zentrum einzeln abgeleitet werden. Es ergibt sich hierbei das auffallende Resultat, daß, abgesehen von der unmittelbaren Nachbarschaft des Zentrums, die lineare Geschwindigkeit der Sterne für alle Punkte der Milchstraße bis an die Grenzen des Systems den konstanten Wert von etwa 19.5 km/sec hat. Die Hauptmasse der Sterne müßte also in der Richtung parallel zur Milchstraße eine systematische Bewegung von etwa 19.5 km/sec haben. Nun ist schon seit langer Zeit erkannt, daß im Sternsystem eine systematische Strombewegung genau parallel zur Milchstraße besteht; die beobachtete Geschwindigkeit, mit der die beiden Sternströme gegeneinander strömen, beträgt ungefähr 40 km/sec. Da liegt es wohl nahe anzunehmen, daß wir in dem einen Strom die in der einen Richtung, in dem anderen Strom die in der entgegengesetzten Richtung um das Zentrum des Systems rotierenden Sterne vor uns haben. Denn es würde die aus der Zentrifugalkraft abgeleitete lineare Geschwindigkeit von 19.5 km/sec für die relative Bewegung der beiden Ströme den Wert $2 \times 19.5 = 39$ km/sec ergeben. Also nicht nur die Richtung, sondern auch die Größe der Strombewegung, zu denen Kapteyns Überlegungen führen, stehen im Einklang mit den beobachteten Erscheinungen der zwei Sternströme. Vorausgesetzt ist hierbei natürlich, daß die Sonne nicht genau im Zentrum des Systems steht, denn dort würde eine Zwei-Strom-Bewegung nicht klar in Erscheinung treten; es wäre ja aber auch sehr unwahrscheinlich, daß die Sonne genau im Zentrum stände, und, wenn auch eine zuverlässige Bestimmung des Abstandes der Sonne vom Zentrum des Systems noch nicht möglich ist, so sind doch Anzeichen dafür vorhanden, daß dieser Abstand nicht unerheblich ist.

Man darf sich nicht blenden lassen durch die sicherlich nur zufällig so glänzende Übereinstimmung der Folgerungen Kapteyns mit den beobachteten Erscheinungen; die Theorie hat noch erhebliche Mängel und Unstimmigkeiten, die weiterer Klärung bedürfen. Auch kommt Jeans, der die Idee Kapteyns aufgegriffen und in veränderter allgemeinerer Form durchgeführt hat, in manchen Punkten zu erheblich anderen Resultaten. Wenn also auch sowohl in der Begründung wie in der zahlenmäßigen Durchführung der Theorie noch große Unsicherheit besteht, so wollen wir doch nicht verkennen, daß ein großer Fortschritt in dem Versuche liegt, aus einer einzigen Idee heraus sowohl die beobachtete Anordnung wie die beobachtete Bewegung in unserem Sternsystem zu deuten. Ist es doch das letzte Ziel jeder naturwissenschaftlichen Forschung, verschiedenartige Erscheinungskomplexe unter einem einzigen Gesichtspunkte einheitlich zusammenzufassen.

[Biographische Skizzen.]

(S. 841.) **Kapteyn**, Jacobus Cornelius (19. Januar 1851 — 18. Juni 1922), aus Barneveld (Niederlande), einer der führenden Astronomen der letzten Zeit. Studierte zu Utrecht, war 1875—78 Observator an der Sternwarte zu Leiden, von 1878 an Prof. an der Universität Groningen. Als Research Associate des Mt. Wilson-Observatoriums weilte er häufig in Amerika. 1921 trat er in den Ruhestand. Seine hervorragenden Verdienste sind in diesem Buche eingehend gewürdigt worden. Hier sei nur ganz kurz erinnert an seine Untersuchungen über Fixsternparallaxen (S. 199f., 204), an die „Photographische Kap-Durchmusterung" (S. 530), an seine Arbeiten über die Bewegungen der Sterne, namentlich die Entdeckung der beiden Sterntriften (vgl. das Kapitel „Die Bewegungen der Sterne"), und an seine Untersuchungen über den Bau des Fixsternsystems (S. 750ff., 876ff.).

(S. 843.) **Leavitt**, Henrietta Swan (1868—1921), aus Lancaster, Mass. Seit 1902 ständig am Harvard-Observatorium tätig, wo sie Leiterin der Abteilung für photographische Photometrie wurde. Sie bestimmte die Helligkeiten der Sterne der Nordpolarsequenz (S. 247) und entdeckte viele veränderliche Sterne, besonders die in den Magellanschen Wolken (S. 651, 655f.).

Namenregister.

Abbe 837.
Abbot 273f.
Abû'l Wefâ' 37, 802.
Adams, J. C., 80f., 202, 428f., 492, 829.
— W. S., 309, 321, 564, 566, 574, 586, 601, 604, 626f., 644, 659, 692, 729.
Airy 90, 160, 428, 582, 826.
Aitken 471, 610f., 614f., 619f., 622, 626, 632, 634, 853.
Albategnius (Al-Battâni) 37, 802.
Albrecht, S., 384, 651, 653.
— Th., 357.
Aldrich 274.
d'Alembert 78, 814.
Alfons X. 803.
Al-Ma'mûn 802.
Al Sufi (Aṣ-Ṣûfi) 686, 803.
Alter 853.
Ambronn 169.
Ångström, A. J., 216, 307, 361, 521, 828.
— K. J., 828.
Anianus 533.
Antoniadi 384, 411.
Apianus 804.
Apollonius 1, 4.
Arago 213, 427, 827.
Argelander 236, 525, 527, 529, 534, 577, 582, 636, 741f., 825, 854.
Aristarch 17, 38, 182f., 802.
Aristoteles 4, 48, 801.
Arnold 811.
d'Arrest 272, 422, 429, 495, 545, 728, 850.
Arrhenius 337f., 451, 788f.
Astbury 853.
v. Asten 461.
Auwers 184, 528, 577, 618, 728, 836.

Baade 863.
Backlund 461f., 840.
v. Baeyer 94f.
Bailey 391, 655, 695, 857, 873.
Baille 89.
Bailly 815.
Baily 89, 815.
Baker 625ff., 632.
Barnard 203, 255, 382, 384, 392, 406f., 410, 414ff., 419, 421, 455, 470, 518, 565, 655, 666, 680, 683f., 728, 730, 760, 852, 873.
Battermann 192.
Bauer 862.
Bauschinger 87, 342, 851.
Baxendell 636, 852, 854.
Bayer 28, 526, 529, 638, 809.
Beal 653.
Becker 838.
Becquerel 333.
Beer 347, 369, 824.
Beljawsky 587.
Bellamy 578.
Belopolsky 208, 348, 630.
Benedicks 509.
Benzenberg 352, 480ff., 511, 831.
Berberich 502, 853.
Bergman 349.
Bergstrand 424, 426, 544.
Bernewitz 569, 614, 617.
Bernoulli, Johann, 52, 59, 813.
Berthollon 517.
Bessel 94, 100, 195ff., 390, 427, 448, 466, 489, 527, 617, 739, 817f., 820, 851.
Bianchini oder Blanchinus 110, 347.
v. Biela 458, 850.
Van Biesbroeck 614.
van der Bilt 657.
Biot 490.
Birmingham 541, 853.
Birt 852.
Blaeuw 529.
Blajko 476.
Blancanus 413.
Blanpain 455, 850.
Böddicker 381, 680.
Bode 266, 423, 817.
v. Boguslawski 489ff.
Bohlin 394.
Bohr 865.
Bompas 505.
Bond, G. P., 244, 340, 416f., 420f., 430, 434, 465, 822.
— W. C., 152, 174, 420f., 822.
Bonpland 479.
Borda 814.
Borelli 105, 435.
Borelly 850.
van den Bos 615.
Bosler 310.
Boss, B., 589ff., 602.
— L., 528f., 577, 580ff., 614, 617, 840.
Bosscha 406.
Bossert 577, 851.
Bouguer 93, 160, 236, 813, 815.
Bouquet de la Grye 190.
Bourget 721.
Bouvard 726, 818.
Bowyer 614.
Boys 89.
Braae 853.
Bradley 194, 202, 205f., 527, 577, 813.
Brahe s. Tycho.
Brandes 478, 480ff., 505, 511.
Brashear 227f.
Braun 89, 297.
Bredichin 448ff., 467, 500f., 832f.
Brendel 394.
Brenner 341.
Brewster 307.
Brooks 445, 455, 470, 850.
Brorsen 455, 522, 850.
Brown 81f., 380, 860.
Brugsch 521.
Bruhns 832.
Bruns 841.
Buffon 761, 781.
Buijs-Ballot 272.

Buisson 721.
Bunsen 216.
Burchell 658, 853.
Bürgi oder Byrgius 805f.
Burnham 610, 613, 615, 728, 836.
Burns 625.

Calixtus III., Papst, 455.
Callandreau 393, 499, 841.
Campbell 310, 383f., 424, 571, 602ff., 628f., 632, 653, 724, 726.
Cannon, A. J., 548, 572f., 864.
— J. B., 625f.
Capron 361.
Carlini 90.
Carra de Vaux 802.
Carrington 284, 320f., 343, 830f.
Cartesius 52, 761.
Cary 149.
Cassini, Dom., 109, 183, 205, 347, 351, 403, 416, 418, 519, 522, 810.
— J., 347, 577, 810.
— de Thury 810.
— J. Dom., Graf v. Thury 810.
Cavendish 88.
Cayley 81.
Celoria 615, 838.
Ceraski 537, 854.
Cerulli 384.
Chacornac 390, 728.
Challis 428.
Chamberlin 785, 788.
Chance Brothers & Co. 128.
Chandler 357, 469f., 636, 840, 852.
Chant 481.
Chapman 246, 539.
Charlier 245, 267, 344, 390, 398, 421, 428, 588, 702, 756.
Charlois 390, 847.
Chase 198.
Chasles 490.
de Chaulnes 148.
Chevalier 323, 862.
Childrey 522.
Chladni 492, 517.
Christie 245.
Clairaut 456f., 814.
Clark, Alvan, 128.
— A. G., 618.
Clarke, A., 90, 94.
Clavius 19, 148.
Coddington 852.
Coebergh 874.
Coggia 466, 850.
Common 468.
Comstock 544, 614, 617f.
Cook 188.
Cooke 128.
Copeland 467.
Corlin 592.
Cornu 89, 213, 304, 307, 838.
Cortie 309.
Coulvier-Gravier 475, 478, 505.
Courvoisier 592.
Cowell 192, 455, 457, 497, 851.
Crawford 626, 851, 853.
Crommelin 455, 457, 497, 679, 851.
Crookes 509.
Crump 625.
Cummings 851.
Curtis, H. D., 450, 625ff., 707, 710, 712, 858.
Curtiss, R. H., 571, 626, 653.

Daguerre 251.
Damoiseau 456.
Daniel 445, 455, 626, 852.
Darwin, Ch., 365.
— G. H., 365, 554, 783, 785ff., 839.
Dawes 416, 610.
Delambre 210, 817.
Delaunay 81, 828.
De l'Isle 187, 815.
Dembowski 610.
Denning 384, 455, 478, 484, 486, 488, 496f., 506, 511, 518, 850.
Descartes 52, 761.
Deslandres 261, 279, 311, 314, 316f., 338.
Digges 115.
Doberck 615.
Dollond, J., 111, 160, 813.
— P., 813.
Donati 464, 850.
Doolittle 610.
Dörffel 435, 517, 812.
Douglass 520.
Draper, H., 251, 304, 835.
— J. W., 835.
Dreyer 526, 692, 857f.
Duckert 851.
Duffield 668.
Dugan 847.
Duncan 653.
Dunér 297, 321, 467, 545, 572, 610, 836f.
Dunkin 582.
Dunlop 687.
Dyson 320, 431, 578, 584, 587f., 681.

Easton 680, 756f.
Ebell 851.
Eberhard 551, 572, 575, 721.
Ebert 376, 379.
Eddington 338, 450, 570, 584f., 588, 592, 605, 607, 654, 704, 789f.
Eggert 866.
Eichens 149.
Einstein 60ff.
Elkin 198, 468.
Elster 249.
Emden 332, 335, 769, 772f.
Encke 188, 392, 416, 461, 611, 850f.
Engelmann 610, 837.
Epstein 286, 862.
Eratosthenes 93, 801.
Erman 489ff.
Ertel 149.
Espin 852.
Eudoxus 4, 801.
Euler 78, 111, 175, 358, 813.
Eustachius de Divinis 413.
Evershed 317, 668.
Exner 217.

Fabricius, D., 281, 635, 809, 852.
— J., 281, 809.
Fabry 295, 310, 437, 721, 852.
Fairfield 851.
Fath 518, 521, 682f., 697, 707, 710, 712.
Fatio 522.
Faye 286, 462, 783, 828, 850.
Fayet 437, 851.
Feil 128.
Ferguson 847.
Fessenkoff 519.
Finlay 468, 850.
Fizeau 211f.
Flammarion 384.
Flamsteed 423, 526, 812.
Flaugergues 850.
Fleming, Miss, 711, 843, 852ff.
Flemming 427.
Flint 200.
Fontana 413.
Forbes 214, 602f.
Foerster 833.
Fotheringham 860.
Foucault 122, 211f., 353f., 828.
Fowle 273f.
Fowler 445f., 551, 557, 572, 574.
Franck 866.
Franklin 761.
Franz 370, 376, 841.
Fraunhofer 117, 123, 149, 160, 215, 227, 545, 819, 821f.
Frischauf 87.
Fritsch 852.

Frost 564, 614.
Furuhjelm 310, 667.

Gale 356.
Galilei, G., 51f., 61f., 107, 109, 161, 196, 211, 279, 291, 345, 369, 405, 412ff., 807ff.
— V., 161.
Galitzin 221.
Galle, J. G., 184, 416, 429, 496, 514, 518, 827.
Gambey 149.
Gascoigne 148.
de Gasparis 847.
Gassendi 342, 413, 810.
Gauß 36, 87, 389, 819f.
Gautier 132, 149, 851.
Geitel 249.
Georg III. v. England 423.
Gerling 831f.
Giacobini 455, 850, 852.
Gill 184, 198, 530, 839.
Ginzel 851.
Goodricke 140, 680.
Gore 636, 852, 854.
v. Gothard 243.
Goetz 711.
Gould 525, 528f., 531, 636, 679, 689, 742, 830, 852f.
Graff 382, 680, 873.
Graham 162, 847.
Greg 484.
Gregory 115.
Grienberger 283.
Grigg 864.
Grischow 455.
Großmann 200.
Grubb 149.
Guglielmini 352.
Guillaume 164.
Guinand 122.
Guthnick 249f., 274, 391, 406, 421ff., 641, 654, 673, 852.
Gyldén 79, 204, 837f.
Gyllenberg 602ff.

Hadley 627.
Hagen 354, 654, 662, 760, 873f.
Haidinger 514.
Hale 261f., 264, 279, 286f., 297, 299ff., 307f., 311ff., 322, 574.
Hall, Asaph, 209, 353, 387, 411, 610, 832.
— Moor, 111.
Halley 80, 186f., 342, 455f., 517, 577, 658, 803, 812, 850.
Halm 209, 246, 321, 584ff., 605f., 862.
Hansen 81, 188, 191, 366, 820, 824f., 837.
Hansky 278.
Harding 389, 817f., 847, 854.
Harper 625ff.
Harriot 281.
Harrison 175.
Hartmann 130, 247, 529, 572, 631, 670, 673.
Hartley 605.
Hartwig 631f., 711.
Harwood, M., 391, 863.
Harzer 184, 394.
Haschek 217.
Hayford 95, 355.
Hayn 366, 375, 593.
Haynes 397, 653.
Hecker 95, 356.
Heis 484, 522, 529, 531, 636, 680, 687, 742, 826.
Heiskanen 660, 860f.
Helfenzrieder 455.
Helffrich 847.
Hellerich 647.
Helmert 95f., 355, 839.
v. Helmholtz 335, 769.
Hencke 390, 847.
Henderson 198.
Hennie 539.
Henroteau 200, 626.
Henry, Gebr., 130, 132, 841, 847.
v. Hepperger 851.
Herakleides von Pontus 29.
Herrick 478, 490f., 505.
Herschel, A. S., 484, 496, 505.
— Al., 816.
— J., 122, 236f., 541, 610f., 658, 687, 706f., 735, 816, 823, 852.
— Kar., 816, 818.
— W., 116, 122, 196, 292, 324f., 347, 417, 420, 423ff., 534, 539, 541, 545, 582, 608ff., 636, 680, 683, 687, 705f., 727, 734ff., 737ff., 780, 788, 816, 854, 873.
Hertz 249.
Hertzsprung 246, 544, 560, 562f., 566, 570, 576, 586, 591, 618, 673, 693f., 697f., 716, 789, 852.
Herz 851.
Hevel 104, 109, 370, 373, 413, 810.
Hi und Ho 2.
Higgs 304.
Hill 836, 851.
Hind 390, 541, 636, 657, 728, 847, 851, 854.
Hinks 185, 193.
Hipparch 1, 4, 13f., 25, 28, 30ff., 103, 183, 526, 577, 686, 761, 802.
Hirn 418.
Hnatek 851.
Hobe, Miss, 653.
Höffler 591.
Hoffmeister 496f., 511f., 864.
Holden 425.
Holetschek 441f., 452, 697, 699, 710.
Holmes 446, 850.
Holwarda 635.
Hooke 194f.
Hoppe 168.
Hornig 852.
Horrebow, Chr., 289.
— P., 195, 811.
Horrox 186.
Hough 208, 584, 605.
Houzeau 679f.
Hubble 727, 729.
Huffer 625f., 653.
Hügeler 588.
Huggins 297, 405, 430, 545, 560, 572, 595, 712, 719, 830f., 838.
— M., 831.
Humboldt, A. v., 479, 491f., 522.
Hussey 200, 472, 610, 615.
Hutchins 380.
Hutton 815.
Huygens 53f., 109, 122, 145, 161, 185, 196, 387, 413f., 416, 420f., 810f.

Ibn-Jûnis 803.
Ichinohe 627.
Innes 203, 565, 579, 610, 729.

Jackson 564, 615.
Jacobi 60, 77.
Jacoby 198.
James 90.
Jansen, Zach., 105.
Janssen 245, 253, 277f., 283, 293ff., 830, 835.
Jantzen 441.
Jeans 634, 786f., 794, 877, 878.
Jeffreys 860.
Jolly 90.
Jonckheere 610.
Jones, G., 522.
— H. S., 208.
Jordan 625f.
Joy 566, 601. 644, 659f.
Julius 329, 332ff.

Kaiser 384, 826f.
Kalippus 801.
Kamensky 851.

Kant 732f., 735, 761, 778f., 787.
Kapteyn 199f., 204, 245, 530, 539, 560, 575f., 578, 580, 582ff., 592f., 604, 606, 677, 683, 691, 694, 717, 749ff., 756, 793, 876ff.
Karlinski 853.
Kayser, E., 243.
— H., 217, 557.
Keeler 384, 412, 418, 707, 728, 842.
Kelvin, Lord, 356, 569, 763.
Kempf 304, 323, 537, 542, 544, 602, 644, 842, 852f.
Kepler 1, 3, 5, 25, 47ff., 79, 107, 183, 186, 196, 199ff., 204, 265, 341, 439, 447, 522, 731f., 806f.
Kiess 653.
Kimura 359.
King 543f.
Kirch, Chr., 811.
— G., 636, 811, 850, 854.
Kirchhoff 216, 218, 304, 326f., 545, 830.
Kirkwood 492.
Kleiber 506.
Klein, H., 377.
Klinkenberg 850.
Klinkerfues 460, 591, 831.
Knott 636.
Kobold 582f., 679, 851, 853.
Koch 636, 853.
Kohlschütter 202, 566.
Kopernikus 1, 5, 37ff., 79, 101, 148, 194, 265, 731, 804.
Kopff 441, 450f., 683, 847, 850, 852.
Kostinsky 199, 719.
Kreutz 464, 469, 841f., 851, 853.
Krigar-Menzel 91.
Kritzinger 401, 853.
Krogness 362.
Kromm 853.
Krueger, A., 527, 636, 833.
Krüger, Fr., 541.
Küstner 209, 357, 577, 695.

Lacaille 658, 687, 813ff.
La Condamine 93.
Lagarde 851.
Lagrange 60, 78ff., 398, 815.
Lalande 423, 429f., 815.
Lambert 236, 340, 351, 733f., 814f.
Lamp 358, 851.
Lampland 575, 714, 716, 729.
Lane 769, 869.
Langley 272, 274, 293, 304, 329, 833.
Laplace 2, 60, 78ff., 273, 407, 417, 454, 480, 761, 778, 781ff., 787, 817f, 860.
Larink 655.
Lassell 125, 420, 425, 430, 707, 825.
Lau 348, 693.
Leavitt, Miss, 651, 655, 698, 879.
Lee 626.
Legendre 819.
Le Gentil 188.
Lehmann 456.
Lehmann-Filhés 624.
Leibniz 761.
Lemonnier 424, 428, 815.
Leonardo da Vinci 54.
Leveau 851.
Leverrier 82, 192f., 342f., 394, 427ff., 493, 501, 728, 827, 851.
Levi 851.
Lewis 137, 139, 610, 614f., 618.
Lexell 455.
Liais 521, 850.
Liebenow 355.
Liebherr 819.
Lilio 36.
Lindblad 273, 544, 697, 710, 861f.
Lindemann 536.
Lindenau 818, 820, 822.
Lindsay 184.
Lipperhey 105.
Lippert 169.
Lippmann 253.
Listing 93.
Littrow, J. v., 820.
— K. v., 820.
Lockyer 296f., 384, 545, 554ff., 561, 835.
Lohrmann 369, 374f., 377.
Lohse, O., 284f., 297, 351, 384, 400f., 610, 614f., 674, 840.
Longomontanus 805.
Lorenz 473.
Lovering 478.
Lowell 255, 341, 348, 384, 388, 404f., 431, 842.
Loewy 129, 255, 370, 375, 378, 833, 863.
Luc Picart 499.
Ludendorff 554, 562, 575, 591, 625, 627, 631f., 641, 653, 657f., 660, 695, 726.
van Lummel 653.
Lundmark 697, 710ff., 874f.
Lunt 626, 669.
Luplau-Janssen 621.
de Lury 321.
Luther, R., 390.
Lyman 349f.

van Maanen 692, 714, 723.
Mach 65f.
Maclear 198.
Maddox 251.
Mädler 347, 349f., 369, 374f., 377, 577f., 581f., 610, 824.
Magellan 177.
Maraldi 416, 636, 854.
Mardocempad 31.
Marius 405, 687, 809.
Markwick 854.
Marth 425.
Martus 375.
Maskelyne 89, 577, 815.
Maestlin 806.
Matkiewitsch 851.
Matthiessen 851.
Maubant 851.
Maunder 320f.
— Mrs., 285, 862.
Maupertuis 93, 813.
Maury, Miss, 549, 566.
Maxwell 417.
Mayer, Chr., 196, 608f., 814.
— Rob., 851.
— Tob., 175, 577, 814.
Meijering 590.
Mello e Simas 853.
Melloni 380.
Melotte 246, 407, 539, 681, 692.
Mendenhall 90.
Merfield 853.
Merrill 571, 575, 625, 660.
Mersenne 115.
Merton 853.
Merz 231.
Merz & Mahler 128.
Messier 687, 815, 850, 858.
Metcalf 390, 455, 472, 474, 847, 850.
Metius 105.
Meton 35, 801.
Meyermann 872.
Michell 608.
Michelson 192, 214, 356, 569.
Miethe 378.
Miller Barr 852.
Millosevich 853.
Mitchel 822.
Mitchell, S. A., 309, 719.
Möbius 832.
Molyneux 206, 813.
Monck 570, 580.
Montanari 517, 635, 852.
Moore 653, 671.
Morehouse 445f., 852.
Mouchez 833.
Moulton 634, 785, 788.

Müller, G., 250f., 304, 340, 346, 391, 410, 418, 468f., 537, 542, 544, 637, 644, 852f.
Münch 552.

Nallino 802.
Nasîr ed-dîn et-Tûsî 803.
Neison 370, 374f.
Neujmin 441, 455, 852.
Newall 306, 667.
Newcomb 81f., 189f., 192f., 208, 214, 345, 358, 409, 430, 518, 529, 582, 679, 783, 785, 834.
Newkirk 723.
Newton, H. A., 490ff., 504, 506, 511f., 518, 832.
— Is., 1, 5, 53ff., 78, 92, 95, 115, 122, 215, 265, 352, 435, 811f.
Nicholson 408.
Nicolaus von Cusa 529.
v. Niessl 480ff., 505f., 511ff., 515, 518.
Nobert 227.
Noël 658.
Nölke 677.
Nörlund 615, 618.
Nort 539.
Nunes oder Nonius 148.
Nyrén 208, 835.

Olbers 87, 389, 392f., 427, 448, 461, 480, 491, 740f., 818, 820, 847, 850.
Olivier 496f., 506.
Olmsted 482, 485, 489.
Olufsen 825.
Öpik 569.
Oppenheim 589.
Oppolzer, E. v., 334, 391, 837.
— Th. v., 493, 496, 837, 851.
Osten, H., 394.
Osthoff 541f.
Oudemans 204, 406, 636, 831.

Paddock 626.
Pahlen, v. d., 709.
Palisa 390, 397, 847.
Pallas 390, 397.
Pannekoek 570, 580, 680f.
Parker 627.
Parkhurst 246, 391, 537, 543f.
Parsons, L., Lord of Rosse, 825.
— W., 124, 380, 706f., 825.
Paulsen 361.
Pavel 614f., 617.
Pease 695, 713.
Pechüle 397, 851.
Peirce, B., 417, 430.
— C. S., 536.
Peiresc 687.
Perrine 295, 407, 676, 707, 850, 852.
Perrotin 214, 384.
Peter 198.
Peters, C. A. F., 195, 200, 208, 581, 618, 826.
Peters, C. H. F., 390, 455, 827.
— J., 528.
Petersen 429.
Pézénas 522.
Philolaus 801.
Piazzi 202, 389, 817, 847.
Picard 55, 148, 810.
Pickering, E. C., 210, 247, 388, 396, 425, 537, 545, 547f., 557, 623, 636, 682, 695, 840, 853.
— W. H., 377f., 380, 420ff., 431.
Pigott 455, 636, 657, 854.
Pistor & Martins 149.
Plana 81.
Plaskett 312f., 626f.
Plaßmann 636.
Plato 801.
Plummer 626, 694f., 851.
Pogson 460, 636, 853f.
Poincaré 79, 634, 784, 786f., 842.
Pokrowsky 475.
Pons 460, 469, 818, 850.
Pontécoulant 81, 456f.
Porter 577, 582.
Pouillet 274.
Poynting 90.
Prager 653.
Pratt 355.
Preston 90.
Prévost 582.
Prince 349.
Pringsheim 339.
Pritchard 198, 243, 537, 827.
Przybyllok 359.
Ptolemäus 1, 3ff., 24ff., 37, 53, 79, 103f., 183, 235, 526f., 686, 761, 802.
Puiseux 255, 370, 375, 378, 833, 863.
Purbach 803.
Pythagoras 801.

Quetelet 489f.

Radau 834.
Ramsay 359, 551.
Ramsden 148f.
Rasmuson 592.
Rayet 548, 836.
Rayleigh 310.
Raymond 588, 590.
v. Rebeur-Paschwitz 356, 853.
Redhouse 522.
Redlich 853.
Reese 625.
Regiomontanus 181, 803.
Reich 89, 352f.
Reichenbach 149f., 819.
Reinhold 805.
Reinmuth 847.
Repsold & Söhne 132, 149, 168.
— J., 154, 170, 819.
— J. G., 150, 152, 819.
Rheticus 804f.
van Rhijn 204, 519, 539.
Riccioli 370, 413, 609, 810.
Richarz 91.
Richer 92, 183.
Riefler 162, 164.
Riem 851.
Riemann 73.
Ristenpart 529, 582.
Ritchey 128, 676, 810.
Rittenhouse 349f.
Ritter 769, 772, 869f.
Roberts 708, 832.
Roche 783.
Rodés 862.
Römer, O., 150, 160, 194, 205, 210, 577, 811.
Rordame 471, 852.
Rose, G., 510.
Rosenberg 249, 552, 693.
Rosenberger 456.
Ross 208, 408.
Rosse, Lord, s. Parsons.
Rothmann 522, 805.
Rowland 227, 304, 841.
Rudolph 587.
Rufus 572.
Rumford 236.
Runge 557.
Russell 340, 350, 438, 560, 562f., 568, 570, 614f., 621, 634, 644f., 726, 789, 793, 869f.
Rutherfurd 198, 227, 251, 822, 828.
Rydberg 557.

Šafařik 636.
Saha 864, 866ff.
St. John 289, 862.
Salmon 332.
Sampson 210, 407, 502.
Sanford 627, 714.
Santini 851.
Sarabat 850.

Savary 611.
Sawerthal 470, 852.
Scaliger 33.
Schaeberle 618.
Schaumasse 850f.
Scheiner, Chr., 281, 283, 291, 319f., 413, 809.
— J., 245, 378f., 542, 545, 552, 596, 695, 712, 719, 843.
Scheller 380.
Schiaparelli 341, 348, 366, 384f., 466, 482, 487ff., 497ff., 504, 506, 510, 518, 541, 610, 835.
Schjellerup 541, 803.
Schlesinger 199, 259, 626f., 630, 632, 647.
Schmidt, A., 328, 332.
— J., 370, 373ff., 377, 466, 468, 476, 478, 484, 515, 522, 541, 636, 680, 729, 831, 852ff.
Schnauder 615, 619.
Schönfeld 236, 527, 581, 636, 728, 832f., 854.
Schorr 455.
Schott & Gen. 130, 837.
Schouten 693, 702, 749f.
Schoy 803.
Schröter 340f., 347, 349, 369, 374, 615, 816f., 820.
Schülen 286.
Schulhof 500, 504, 851.
Schumacher 819.
Schuster 290f.
Schwab 853f.
Schwabe 289, 343, 822.
Schwarzschild 245f., 273, 295, 451, 453, 537, 543, 572, 587, 748ff., 843.
Schwerd 237.
Schweydar 356, 358.
Seagrave 851.
Seares 247, 693, 697, 710, 727, 851, 872.
Searle 522.
Secchi 231, 272f., 327, 373, 375, 545ff., 550, 728, 828.
See 375, 610, 614, 785, 788.
v. Seeliger 82, 333, 340, 344, 418, 437, 462, 521, 554, 619, 622, 675, 677, 742, 793.
v. Seidel 237, 250, 536, 829.
Sestini 541.
Shane 671, 853.
Shapley 544, 568f., 645f., 651f., 655f., 693, 695, 697ff., 705, 757ff., 862.
Short 351.
de Sitter 199.
Skjellerup 455, 852.
Slipher 348, 382f., 404f., 419, 428, 521, 696, 705, 710, 712f., 721, 727, 875.
Slocum 298f., 302, 317.
Smith 198.
Smyth 541.
Sokrates 801.
Sommerfeld 556.
Spitaler 358, 455.
Spoerer 284, 320f., 343, 830.
Stark 288, 361f.
Stebbins 247f., 380, 641, 853.
Stein, J., 455.
Steinheil, C. A., 236, 825.
— C. A., Söhne, 130, 825.
— R., 825.
Stephan 455.
v. Sterneck 90.
Stewart 847.
Stone 184.
Stoney 379.
Storey 321.
Störmer 362, 481.
Stratonoff 323.
Stratton 667.
Strömberg 602ff., 871.
Strömgren 79, 199, 437, 442f., 695f.
Stroobant 352.
Struve, H., 401f., 409, 420, 422, 431, 842.
— L., 582, 618, 842.
— O., 204, 208, 430, 582, 610, 615, 619, 829.
— W., 196ff., 534, 609f., 615, 739ff., 823f.
Stumpe 582.
Sundman 77.
Swedenborg 761.
Swift, E., 455, 850.
— L., 344, 850, 852.
Sykora 361.

Tacchini 835.
Taylor 455, 860.
Tebbutt 467, 850.
Tempel 455, 493, 850.
Tennant 853.
Thales 801.
Thackeray 578.
Thatcher 850.
Thollon 468.
Thome 527, 680, 838f., 854.
Tichow 693.
Tisserand 611, 840.
Titius 266.
v. Tolnay 851.
Toepfer 149, 231, 235, 240ff., 247, 263.
Trépied 245, 839.
Triesnecker 820.
Troughton & Simms 149.
Trouvelot 410.
Trümpler 692, 694.
Turner, H. H., 245, 295, 578, 589.
Tuttle 455, 850.
Twining 482.
Tycho Brahe 1, 47f., 101, 103, 148, 194, 447, 522, 529, 805f.

Udick, Miss, 653.
Ulúġ-Beg 527, 803.
Utzinger, Elva G., 395.
Utzschneider 123.
— & Fraunhofer 822.

Vegard 361f.
Very 380.
de Vico 347, 455, 828.
Viljev 462, 851.
Villiger 348.
Viviani 353.
Vogel, H. C., 221, 234, 272f., 304, 341, 351, 361, 405, 412, 430, 467, 521, 545ff., 550, 572, 595f., 622, 641, 666, 675, 706, 721, 838.
Voûte 199, 614.

Wagner 822.
Walker 152, 174, 429f., 489, 822.
Walther 803.
Wanach 357, 359.
Wanschaff 156, 240.
Warner & Swasey 149.
Watson 344.
Weber 522.
Wedemeyer 853.
Weersma 582.
Wegener, A., 511.
Weinek 370.
Weiß 487, 495ff., 499ff., 835, 853.
Weiße 829.
Wells 467, 852ff.
Wendelin 183, 522.
Westphal 850.
Wheatstone 152, 212f.
Whiston 761.
Wicksell 588.
Wiechert 356.
Wilhelm IV. v. Hessen 805.
Williams 853.
Wilsing 91, 130, 276, 320, 324, 332, 336, 378f., 542f., 545, 552, 569f., 673, 719, 863.
Wilson, A., 286, 325.
— H. C., 677.
— R., 321.

Wilson, R. E., 625, 653.
Winnecke 636, 834, 850.
Wirtz 588.
Wislicenus 843.
Witt 184, 396, 847.
Wolf, C., 836.
— M., 260, 390, 397, 457, 462, 518, 578, 676, 680, 683, 685f., 707, 710ff., 721, 724, 727, 760, 847, 850, 852.
— R., 289f., 343, 828.
Wolfer 289f., 323.
Wolff, Th., 536.
Wollaston 215.
Wood 205, 378.
Wright, A. W., 521.
— Th., 732.
— W. H., 200, 571, 618, 621, 626, 653, 713, 720, 724.

Yendell 854.
Young, C. A., 324, 327, 332, 834.
— J., 214.
— R. K., 295, 626f.

Zach 818.
Zeemann 287.
Zehnder 376.
v. Zeipel 695, 875.
Zeiß 149, 169.
Zezioli 484.
Zöllner 238, 297, 324, 327, 448, 833.
Zucchius 114.
Zwiers 851.

Sachregister.

Aberration, chromatische, 109.
sphärische, 113.
Aberration des Lichtes 192, 195, 206ff.
jährliche und tägliche, 208.
Aberrationskonstante 204ff.
und Lichtgeschwindigkeit 209f.
und Radialgeschwindigkeiten von Sternen 595.
Ablenkung, Minimum der, 226.
Ablesemikroskop 148, 160.
Åboer Katalog 582, 825.
Abplattung des Erdellipsoids 92ff.
Absorption des Lichtes in der Atmosphäre 250f.
allgemeine, im Weltraume 697f., 740f., selektive, 218.
Absorptionsspektrum 218.
Abweichung, nördl. u. südl., 142.
Achilles, kl. Planet, 398.
Achromatisches Fernrohr 111ff.
Achse, optische, 108.
Actinometry, Yerkes, 537.
Aerolithen 475; s. a. Meteoriten.
Airysches Doppelbildmikrometer 160.
Akademische Sternkarten 309, 429, 818, 822.
Aktinometrie, Göttinger, 537, 544.
Akzeleration der Mondbewegung 80ff., 860f.
Albedo 340.
Albert, kl. Planet, 391, 396f., 439.
Alcyone, Zentralsonne Mädlers, 581.
Algol 622, 640f.
Algoltypus, Veränderliche vom, 640ff.
Alhidade 148.
Alinda, kl. Planet, 397, 439.
Almagest 25, 183, 235, 526f., 802.
Almukantarate 141.
Altazimut 154.
Amerikanebel 684, 721.
Andromedanebel 708f., 713.
Ångströmsche Einheit 303.
Antalgoltypus, Veränderliche vom, 649ff.
Antiapex 583.
Anziehung, allgemeine, 58ff.
von Bergen 89f.
kleiner Massen 87ff.
der Sonne 57f.
Apex der Erdbewegung 485.
des Sonnensystems 582f.
und Vertex der Sternbewegung 584ff.
Aphelium 49, 271.
Apioid 634.
Aplanat 260.
Apogäum 31.
Apsidenbewegung 32.
Äquator 9, 44ff., 140f.
System des, 140ff.
Äquatorial 158.
Äquatoriale Fernrohrmontierung 117ff.
Äquatorial-Horizontal-Parallaxe 180.
Äquatorialsystem 140ff.
Äquinoktien 12, 46f.
Präzession der, 14f.
Äquivalenzhypothese Einsteins 72.
Araber 37, 103, 148, 526, 802.
Ariel, Uranustrabant, 424f.
Armillarsphäre oder Armille 101f.
Asteroiden s. Planetoiden.
Astraea, kl. Planet, 490.
Astrognosie 525f.
Astrolabium 102.
Astrometer Herschels 236.
Astrometrie 100.
Astronomische Gesellschaft 528.
Nachrichten 820, 833.
Zentralstelle 87, 390.
Astronomisches Fernrohr 107ff.
Astrophotographie 255ff.
Astrophotometer Zöllners 238ff.
Astrophysik 100.
Astrophys. Observatorium Potsdam 166ff.
Astrospektrographie 261.
Astrospektroskopie 261.
Atlas stellarum variabilium von Hagen 637.
Atmosphäre, Beschaffenheit, 137f.
Einfluß auf Beobachtungen, 137f.
Extinktion des Lichtes in der, 250f.
Höhe der, 480f.
Atmosphärische Linien im Sonnenspektrum 306f.
Atomtheorie 864ff.
Attraktion, allgemeine, 53ff.
von Bergen 89f.
Attraktionsgesetz Newtons 1, 4f., 53ff., 426, 611.

Aufsteigung, gerade, 142.
Auge 134f.
Farbenempfindlichkeit, 247, 541.
Augenlinse 114.
Auge- und Ohr-Methode 151f.
Augustmeteorschwarm 478, 493ff., 501.
Ausgleichsfläche der Erdkruste 355.
Azimut 119, 141.
Azimutalkreise 141.

Babylonier, Astronomie der, 2.
Bahn, scheinbare, der Sonne 10ff.
der Erde um die Sonne, Darstellung, 45.
Bahnbestimmung 83ff.
Bahnelemente 85.
Bahnen der äußeren Planeten 269.
der inneren Planeten 270.
Bandenspektrum 217.
Beobachtungsfehler 83, 153f.
Beugung des Lichtes 136f.
Beugungsgitter 227.
Beugungsspektrum 303.
Bewegung, direkte und retrograde, 28, 41f.
elliptische, 48ff.
epizyklische, 29, 41ff., 180.
in der Gesichtslinie 200, 593ff.
des Lichtes 205ff.
planetarische, 49, 76ff.
scheinbare, der Gestirne 5ff., 10f., 38ff.
Einfluß auf die Lage der Spektrallinien, 221f.
Störungen, 76ff.
tägliche, der Gestirne 7ff., 10.
Umwandlung in Wärme, 481, 763.
Bewegungen, wahre, der Himmelskörper 37ff.
Bewegungsgesetze, allgemeine, 54ff.
Bewegungsprinzip Einsteins 72, 74.
Bewohnbarkeit der Weltkörper 795ff.
Bieliden 494ff., 503.
Bildebene 108.
Bilder, reelle und virtuelle, 106f.
bei Konkavspiegeln 115.
falsche, in Fernrohren 137.
Bildschärfe bei Fernrohren 139, 254.
Bodesche Reihe 266.
Bogenlinien 551.
Bogenspektrum 556.
Bonner Durchmusterung 140, 202, 527, 529, 741, 825, 832.
Bouguersches Photometer 236.
Brechung des Lichtes im Auge 107, 134.
in Linsen 111ff.
Bredichin, Theorie der Kometenschweife, 448ff.
Breite 13, 142.
Bestimmung der, 170ff.
galaktische, 576.
geographische, 10, 170ff.
geozentrische, 172.
Brennebene 108.
Brennpunkte der Kegelschnitte 84.
von Linsen 107.
Brennpunkte von Spiegeln 115f.
Brennweite bei Linsen 107.

Campanisches Okular 114.
Cäsar, Kalenderverbesserung, 36.
Cassegrainscher Reflektor 115f.
Ceres, kl. Planet, 389.
Chinesen, Astronomie der, 2.
Chromatische Aberration 109.
Chromosphäre der Sonne 297ff., 311ff.
Chronometer 147, 161, 164f.
Chronometerhemmung 165.
Chronometerübertragungen 173f.
Coconnebel 684.
Compound Prisms 227.
Córdoba-Durchmusterung 527, 529.
Crimson star Hinds 541.
Crossley-Reflektor 126f.
Crownglas 111.

Dämmerung 360.
Datumgrenze, nautische und tatsächliche, 177.
Deimos, Marsmond, 387f.
Deklination 13, 142.
Deklinationsachse beim Fernrohre 117ff.
Deklinationskreise 141.
Descartes, Wirbeltheorie des, 52, 59.
Diffraktion 136f.
Diffraktionsgitter 227.
Digiti, Maß bei Finsternissen, 22.
Digression der Planeten 269.
Dimensionen der Erde 93ff.
Dione, Saturntrabant, 420ff.
Diopter 102, 148.
Dispersion des Lichtes 111ff., 215.
Dispersionsvermögen verschiedener Glassorten 111ff.
Distanzen, Messung von, 159f.
Dollondsche Refraktoren 111ff., 122.
Doppelbildmikrometer 160.
Doppelfernrohr zu Meudon 130.
zu Potsdam 130, 133, 168, 235.
Doppelfernrohre 130, 133, 168.
Doppelsterne 525, 607ff.
Anzahl, 609f., 620.
Begleiter, unsichtbare, 617f.
Dimensionen, wahre, 615.
und Massen 615ff.
Entstehung, 634f.
Farben, 541, 621.
Gesamtmassen, 621, 872.
Kataloge, 609ff.
optische und physische, 608.
Parallaxenbestimmungen, 196, 200, 621.
Positionswinkel, 159f., 608.
Prüfungsobjekte für Fernrohre, 139.
Radialgeschwindigkeiten, 200, 621f.
Spektra, 620f.
spektroskopische, 596 s. u.
Verteilung am Himmel, 620.
Verzeichnisse, 609ff., 855.
visuelle, 598.

Doppelsterne, spektroskopische, 596, 622ff.
Massen, 632ff.
Doppelsternmessungen 159f.
Dopplersches Prinzip 220, 321, 334, 348, 383f., 594.
Drakonitische Umlaufszeiten von Sonne und Mond, Beziehungen zwischen, 22f.
Draper Catalogue 548f., 841.
Drehwage von Cavendish 88f.
Dreikörperproblem 76ff., 398, 619.
Dreyers Katalog der Nebel und Sternhaufen 692.
Durchgangsinstrument 150f.
Durchmusterung, Bonner, 140, 202, 527, 529, 741, 825, 832.
Córdoba-, 527, 529.
photogr. Kap-, 530.
Potsdamer photometrische, 537, 542, 544, 552.
südliche, 527.

Ebbe und Flut 97ff.
des Erdinneren 355.
bei Himmelskörpern 785.
Ebert und Zehnder, Theorie der Entstehung der Mondkrater 376.
Effektive Wellenlänge 544.
Eigenbewegung der Fixsterne 201, 577ff.
laterale und radiale, 593f.
und Parallaxe 201, 579.
und Spektralklasse 580f.
Vertices der, 584ff.
Eigenbewegungen, durchschnittliche, 578.
größte, 579.
pekuliare, 550.
veränderliche, 617.
Einheitszeit 146.
Ekliptik 12ff.
Änderung der Lage, 14.
Einteilung, 13f.
Pole der, 12.
Schiefe der, 12, 44ff.
System der, 140, 142.
Ekliptikalkarten 390.
Elektrizität der Erde 362f.
der Sonne 363, 448.
Elektro-Chronograph 152, 213.
Elektron 864ff.
Elemente, chemische, der Gestirne 550f.
im Fixsternsystem, Verteilung, 551.
in der Sonnenatmosphäre 305.
in der Sonnenchromosphäre 308ff.
in den Sonnenprotuberanzen 307f.
Entdeckung auf spektralanalytischem Wege, 217, 550f.
Ellipse, Parabel und Hyperbel 84f., 435ff.
Emissionsspektrum 218.
Enceladus, Saturntrabant, 420ff.
Energie, Erhaltung der, 779.
kinetische, 769.
der Lage oder potentielle, 770.
der Sonne, Verbrauch und Ersatz, 767ff.
Unzerstörbarkeit, 764f.
Energiegleichung, Plancksche, 276, 543, 552.
Enhanced lines 556.
Entfernung der Himmelskörper, Bestimmung der, 178.
Entfernungen, relative, der Planeten 43.
Entwicklungsgeschichte der Weltkörper 760ff.
Entwicklungsgeschichte eines Fixsternes 553ff., 788ff.
Epakten 36.
Ephemeride 86.
Epizykel der Alten 1, 4, 28f., 39f.
des Kopernikus, 44.
Erklärung durch Kopernikus, 39f.
Equatorial coudé 129f.
Erdbewegung 58f.
Erddichte, mittlere, 91.
Erde 352ff.
Abplattung, 92.
Alter, 774f.
Anziehung, 88ff.
Atmosphäre, 154f.
Höhe der, 480f.
Bahn um die Sonne, 45ff.
Bewegung, 26, 38ff.
Dichte, 87ff.
Dimensionen 94f.
Druck im Innern, 356.
Ebbe und Flut des Erdkörpers, 355f.
Figur, wahre, 91ff.
Größe, 55, 91ff., 364.
Kugelgestalt, 25f.
Lagenänderungen der Achse, 357ff.
Rotation, 38ff., 352ff.
Veränderung der, 81.
Temperatur im Innern, 354ff.
Wärme, Quellen der, 778.
Erdmagnetismus 362.
und Sonnenflecke 291.
Erdmeridiane 8, 172.
Erdmessung, Internationale, 95.
Erhaltung der Energie 325, 761.
Eros, kl. Planet, 185, 391, 395f., 863.
Euryskop 260.
Evektion 32.
Extinktion des Lichtes in der Atmosphäre 250f.
Exzentrische Kreise der Alten bei Planetenbahnen 31.
Exzentrizität 32, 43f.
bei Kegelschnitten 84.
der Planetenbahnen 43f.
Exzentrizitätsfehler geteilter Kreise 157.

Fackeln der Sonne 276ff., 311, 313ff.
Fadenkreuz im Fernrohre 148, 150.
Fadenmikrometer 159.
Fallgesetze 53f.
Farbenabweichung 108ff.
Farbenänderung bei Sternen 541f.
Farbenbestimmung bei Sternen 239, 541ff.
Farbenblindheit 541.
Farbenempfindlichkeit des Auges 247, 541.

Farbenindex 543.
Farbenindizes und effektive Wellenlänge 552.
Farbenzerstreuung 111, 215ff.
Fehler bei astron. Beobachtungen 83, 153f.
der Instrumente 153f.
Feldlinse 114.
Fernrohr 105ff.
achromatisches, 111ff.
astronomisches oder Keplersches, 107ff.
Erfindung des, 105f.
holländisches oder Galileisches, 106f.
terrestrisches, 114.
Verbindung mit Meßapparaten 148ff.
Fernrohre, älteste, 105ff.
Aufstellung oder Montierung, 117ff.
Bildschärfe bei, 139.
größte, der Neuzeit, 121ff.
Kraft, trennende, 139f.
Leistungen, 134ff.
Lichtstärke, 139f.
Prüfung, 139.
Vergrößerung, 108f., 134ff.
Fernrohrmontierung 117ff.
äquatoriale oder parallaktische, 117f.
deutsche, 119.
englische, 119.
Equatorial coudé, 120f.
Feuerkugeln und Meteoriten 475f., 506ff.
Geschichte, 517f.
kosmischer Ausgangspunkt, 515.
Feuerkugelströme und -Systeme 515.
Finsternisperioden 22ff.
Finsternisse, Sonnen- und Mond-, 18ff.
Saroszyklus der, 23f.
Fixsterne 11, 48, 523f.; s. a. Sterne.
Kosmogonie der, 788ff.
Fixsternhimmel, Geschichte des, 529.
Fixsternsphäre, Umdrehung, 11.
Flammenspektrum 555.
Flashspektrum 308.
Flintglas 111ff., 122, 128.
Flocken der Sonnenphotosphäre 314.
Flora, kl. Planet, 184.
Fluthypothese, Klinkerfues-Wilsingsche, 660.
Fokal- oder Brennebene 108.
Foucaultsche Spiegel 122f.
Franklin-Adams-Himmelsaufnahmen 692, 714.
Fraunhofersche Linien 215ff., 303.
Frigga, kl. Planet, 391.
Front-view-Teleskop 116.
Frühlingsnachtgleichenpunkt 13, 143.
Fundamenta Astronomiae 527.
Fundamentalkatalog 527.
Fundamentalsterne 528f.
Funkeln der Sterne 138.
Funkenlinien 551.
Funkenspektrum 556.
Fußpunkt 141.

Galaktische Breite 576, 653, 745.
und Spektraltypen 576.
Galaktische Länge 653, 745.
Galaktisches System, engeres, 741ff.
größeres, der Kugelsternhaufen 758ff.
Galileisches Fernrohr 107f.
Gang, täglicher, bei Uhren 164.
Gase, ideale, Gesetz der, 770f.
Gasnebel 716ff., 875.
Spektrum, 558, 719.
Gasspektrum 216ff.
Gauß, Regel zur Bestimmung des Osterfestes, 36.
Gegendämmerung 360.
Gegenschein 518.
Geographische Länge und Breite 141, 170ff.
Ortsbestimmungen 170ff.
Geoid 93.
Geometrie, euklidische, 72f.
nicht-euklidische, 766.
Georgium Sidus 423.
Geothermische Tiefenstufe 354.
Geozentrische Theorie 38.
Gerade Aufsteigung 13, 142.
Geradsichtige Prismensysteme 228.
Geschichte des Fixsternhimmels 529.
Gesellschaft, Astronomische, 528.
Gesichtslinie 219, 593f.
Gezeiten 97, 365.
Gezeitenreibung 365f., 785.
Gittermethode zur Bestimmung der Sternfarben 544.
Gitterspektrographen, -spektrometer, -spektroskope 227.
Glassorten, Brechungs- und Dispersionsvermögen, verschiedener, 111.
Glasspiegel, versilberte, 125ff.
Gleichgewichtsfiguren Poincarés 634.
Gleichung, lunare, 192.
persönliche, 154, 611.
Gnomon 101.
Goldene Zahl 35.
Göttinger Aktinometrie 537, 544.
Grad, Bezeichnung, 15.
Gradmessung, Europäische, 95.
Gradmessungen 93ff.
Grammkalorie 773.
Granatstern Herschels 541.
Granulation der Sonnenphotosphäre 276ff.
Gravitationsgesetz Newtons 53ff., 59f.
Gravitationsgleichung Einsteins 67ff.
Gregor XIII., Kalenderreform, 36.
Gregoryscher Reflektor 115.
Größe, absolute, 560.
Größenklasse, photometrische, 536.
Größenklassen der Sterne 235, 534ff.
Größenschätzungen bei Sternen 236.
Größenskala verschiedener Beobachter 534.
Größenverhältnisse im Sonnensystem 267f.
Gyroskop 96, 354.

Hagen, Atlas stellarum variabilium 637.
Halbschatten bei Finsternissen 20.

Hamburger Sternwarte 166, 168f.
Hamiltonia, kl. Planet, 392.
Harvard Photometry 537.
Revised, 598, 841.
Häuser der Sonne 13.
Heis, Atlas coelestis novus, 529, 531, 826.
Heizvorrichtung bei Spektrographen 235.
Hektor, kl. Planet, 398.
Heliakischer Aufgang 35.
Heliograph 252f.
Heliometer 160ff.
Helioskopische Okulare 283.
Heliostat 253, 264.
Heliozentrische Theorie der planetarischen Bewegung 38.
Helium 551.
Heliumsterne 548.
Bewegung, 592f.
Parallaxen, 593.
Helligkeit von Punkten und Scheiben im Fernrohr 135ff.
Helligkeit der 42 hellsten Sterne 537f.
Helligkeitskataloge der Sterne 235, 536ff.
Helligkeitsmessungen, optische, 235, 534ff.
photographische, 244ff., 537f.
Helligkeitsschätzungen 236.
Helligkeitsverhältnis der Größenklassen der Sterne 534ff.
der Sonne zur Capella 540.
Hemmung, freie, bei Uhren 164.
Herbstnachtgleichenpunkt 13.
Herschels Astrometer 236.
Granatstern 541.
kosmogonische Hypothese 780f.
Spiegelteleskope 122.
Sternsystem 734ff.
Herschelscher Reflektor 116.
Hesperus und Phosphorus 345.
Himmelsatlanten 529.
Himmelsgrund, Helligkeit für Auge und Fernrohr, 136.
Himmelskarte, photogr., 130, 256, 530.
Himmelskörper, Bewegung, scheinbare, 5ff., 24ff.
Bewegung, wahre, 37ff.
Einteilung, 10f.
Himmelskugel 3, 5, 25f., 44f., 140ff.
Achse 12, 45f.
Bewegung, tägliche, 12.
Erde als Zentrum der, 5ff.
Kreise der, 140ff.
Pole der, 12, 45f.
Rotation, scheinbare, 5f., 38, 45.
Höhe der Gestirne 141.
Höhenkreise 141.
Höhenmessungen, Wirkungen der Refraktion bei, 155.
Höhlennebel 711.
Holländisches Fernrohr 107f.
Horizont 5, 7, 140.
künstlicher, 141, 154, 158.
scheinbarer und wahrer, 140f.
System des, 140f.
Horizontalparallaxe 179.
Horrebow-Talcottsche Methode 156, 170.
Huygenssches Okular 114.
Hveen, Insel, 104.
Hyaden 199, 201, 590, 686.
Hyginus, Mondkrater, Grube bei, 377.
Hyperbel 84f.
Hyperion, Saturntrabant, 421f.

Inder, Astronomie der, 2.
Kosmogonie der, 761.
Instrumentalfehler 153ff.
Instrumente, älteste, 101ff.
Interferometer 569f., 872.
Intramerkurielle Planeten 82, 342ff.
Ionisation 866ff.
Iris, kl. Planet, 184.
Isostasie 355.

Jahr der Ägypter 35f.
Gregorianisches, 36f.
der Griechen 34f.
der Juden 34f.
Julianisches, 36f.
der Mohammedaner 34.
siderisches und tropisches, 15.
Zeitabschnitt, 33f.
Jahreszeiten 46f.
Wiederkehr der, 15.
Japetus, Saturntrabant, 421f.
Julianische Periode 33.
Julianischer Kalender 36.
Tag 33.
Juno, kl. Planet, 184, 389, 392.
Jupiter 398ff.
Einfluß auf Kometenbahnen, 393, 437f.
auf Planetenbahnen, 393ff.
auf Sonnenflecke, 291.
Elemente, 846.
Kometenfamilie, 437f.
Jupitergruppe der kleinen Planeten 396ff.
Jupitertrabanten 405ff.
Elemente 848.
Lichtgeschwindigkeit aus Beobachtung der, 205, 407.
Vorübergänge vor der Jupiterscheibe, 205, 402, 407.

K-Effekt 606f.
Kalender 32ff.
Gregorianischer und Julianischer, 36f.
des Numa, 34.
Verbesserungen, 34ff.
Kalorie 274.
Kants Nebularhypothese 779f.
Kap-Durchmusterung, photogr., 538.
Kapteyns Sterntriften 584ff.
Kapteynsches Phänomen 682.
Kapwolken 637, 655, 715.
Katalog polnaher Sterne, Greenwicher, 537f.
Kataloge der Astron. Gesellschaft 528.
der Sternfarben 542.

Katalog roter Sterne 541.
Kegelschnitte 58, 84f.
Kegelschnittbewegung, allgemeine, 84ff.
Keilphotometer 243.
Keplers Gesetze 1, 49f., 57f., 84, 181, 418f., Sternsystem 731f.
Keplersches Fernrohr 107.
Kernschatten bei Finsternissen 20f.
Kirchhoffs Gesetz der Emission und Absorption 218, 304, 545.
Sonnentheorie 326f.
Klinkerfues-Wilsingsche Fluthypothese 660.
Knoten, aufsteigender und niedersteigender, 17.
Länge des aufsteigenden, Bahnelement, 85.
Kohlensäcke 681.
Kohlenwasserstoffspektrum 217.
Kollimator 154.
beim Spektroskop 225.
Kolorimeter 239.
Koma der Kometen 432.
Komet 1744 462.
1811 I 462f.
1843 I 336, 463f.
1858 III 464.
1861 II 466.
1862 III 466.
1866 I 493.
1874 III 466f.
1881 III 467.
1882 I 467f.
1882 II 468f.
1888 I 470.
1889 V 470f.
1892 III 471.
1893 II 471ff.
1908 III 472.
1910 I 472.
Biela 455, 458ff., 494ff.
und Novembersternschnuppenfälle 458f., 494f.
Brooks v. 1889, 470f.
Coggia 466f.
Donati 464ff.
Encke 460ff.
Störungen. 82.
Halley 455ff.
Holmes 471.
Lexell 454f.
Morehouse 472f.
Pons-Brooks 469f.
Rordame 471ff.
Sawerthal 470.
Tebbutt 467.
Tempel, 493.
Wells 467f.
Kometen 432ff.
Beschaffenheit, physische, 443ff., 497ff.
Bewegung und Ursprung, 435ff.
Bezeichnung, 441.
Beziehungen zu Meteoren, 492ff.
Durchgang durch die Sonnenkorona, 336f.
Durchsichtigkeit, 443, 471.
Gase, leuchtende, in, 446.
Hülle, 432.
Kern, 432, 447.
Zusammenstoß mit der Erde, 453f.
Koma, 432.
Kopf, 432, 434.
Leuchtvorgänge und elektrische Kräfte, 451.
und Radioaktivität, 451.
Masse und Dichtigkeit, 452f.
Periheldistanzen, 441.
periodische, 437.
und interessante, 454ff., 864.
Elemente, 850f.
Schweif, 432ff.
Spektrum, 444ff.
Statistik, 439ff.
Störungen der Bewegung, 437f.
Systeme, 437f., 464, 469.
Teilung, 458, 460, 468, 494, 498.
teleskopische, 433, 440, 443f.
und Meteorströme 492ff.
und Planeten 452.
und Planetoiden 393.
Ursprung, 435ff.
Verwandtschaft mit Meteoren, 444.
Zugehörigkeit zum Sonnensystem, 437.
Zusammentreffen mit der Erde, 453f.
Kometenbahnen 85, 435, 441.
Elemente, 441ff., 850ff.
Identität mit Meteorbahnen, 460, 466, 493ff.
Kometenfamilien der gr. Planeten 437ff., 453.
Kometenschweife 432ff.
Durchgang der Erde, 453.
Hypothesen über, 448.
Typen, 449f.
und Meteorströme 498f.
Kometensucher 136.
Kometensysteme 444ff., 453, 464.
Kometentheorien 443.
Kompensation bei Uhren 162, 164.
Konjunktion der Planeten 16, 29.
obere und untere, 268f.
Konkavlinse 106.
Konkavspiegel 115ff.
Konstellationen 524ff.; s. a. Sternbilder.
Kontraktionstheorie der Sonne 769ff.
Konvexlinse 106.
Koordinaten der Gestirne 140ff.
Kopernikus, Vorgänger des, 37.
Weltsystem des, 5, 37ff., 51.
Korona der Sonne s. Sonnenkorona.
Körper, schwarzer, 275.
Kosmische Wolken 498, 681.
Kosmogonie 760ff.
Kreis, exzentrischer, 31.
Kreisbewegung der Gestirne 25, 37ff., 42, 50f.

Kreise an Meßinstrumenten 147ff.
der beständigen Sichtbarkeit und Unsichtbarkeit der Gestirne 8f.
der Himmelskugel 140ff.
größte, am Himmel 12, 140ff.
Systeme der größten, 140ff.
Kreisel 96, 354.
Kreismikrometer 158f.
Kristallsphäre der Himmelskörper 3, 6.
Kronglas 111.
Kugelabweichung 113.
Kugelgestalt der Erde, Ptolemäische Beweise, 25f.
Kugelnebel 875.
Kugelsternhaufen 694ff., 875.
Glieder eines größeren galaktischen Systems, 758.
Veränderliche in, 655f., 698f.
Verteilung, räumliche, am Himmel 700f.
Kulmination, obere und untere, 8, 142.

Lagrange, Mécanique analytique, 78.
Lambertsches Sternsystem 733f.
Lamellenmikrometer 160.
Länge 13, 141.
geographische, 172ff.
des aufsteigenden Knotens 85.
der Lichtwellen, Maß der, 303.
der Vor- und Nachmittage 146.
Längenbestimmungen 172ff.
Längendifferenz zweier Orte 173f.
Längenmaße, Vergleichung von, 55.
Laplace, Ansichten über die Nebulartheorie, 781f.
Mécanique céleste, 78, 817.
Système du Monde, 817.
Lassellsche Reflektoren 125.
Leoniden 479, 501.
Leuchtkraft eines Sternes 560.
Leuchtkräfte, relative Helligkeit, bei Sternen 691.
Libelle 154.
Libration des Mondes 367ff.
Licht, Aberration, 192, 195, 206ff.
Ausbreitung, 69f.
Bewegung, 205ff.
Brechung, 111f., 215.
im Auge, 134.
Dispersion, 111f., 215.
Extinktion in der Atmosphäre, 250f.
Lichtdruck 337, 451.
Lichtgeschwindigkeit 192, 205ff.
Methode zur Bestimmung, 205ff.
im Wasser, 213.
Werte für, 213f.
Lichtgleichung 639.
Lichtjahr 197.
Lichtkurve bei Veränderlichen 639.
Lichtstärke bei Fernrohren 134ff.
Lichtstufe 236.
Lichtverlust bei Linsen 112, 135f.
durch Absorption und Reflexion 134.
Lichtwellen, Länge der, 303.
Lichtzeit 192, 209.
Lick-Observatorium 129, 138, 165, 228, 230.
Lineal, parallaktisches, 101f.
Lineare Größen, Vergleichung, 55.
Linien, atmosphärische oder tellurische, 306.
Linienserien der Spektra von Elementen 217, 557.
Linienumkehr, doppelte, im Spektrum 307, 315, 572.
Linienverschiebung 222.
Linsen 105ff.
Lohse, Hypothese betr. neue Sterne, 674.
Lorentz-Einsteinsche Transformationen 70.
Lot, Ablenkung, 89f., 94.
Loewy und Puiseux, Mondatlas, 255, 370.
Theorie über die Entstehung der Mondkrater, 375f.
Luftruhe, Bedeutung für Astrophotographie, 254f.
Luftunruhe und Beobachtungen 137f.
Luminosität eines Sterns 560.
Luminositätskurve 691, 705.
Lummer-Brodhunsches Prisma 247.
Lunare Gleichung 192.
Luni-Solar-Präzession 97.
Lyriden 501.

Mädlers Zentralsonne 581.
Magellansche Wolken 637, 655, 715.
Magma im Erdinnern 356.
Malussches Gesetz 239.
Mars 381ff.
Bahn, 49, 381.
Elemente, 846.
Parallaxe, 184.
Marsmonde 387f.
Elemente, 848.
Masse, träge und schwere, der Körper, Gleichheit, 65.
Massenumsetzungen auf und in der Erde 357.
Massenverhältnisse im Sonnensystem 267.
Mauerquadrant 103f.
Mechanik, Grundgesetze der, 60ff.
Entwicklung seit Newton, 60ff.
Mensurae micrometricae Struves 610.
Mercedonius, Schaltmonat, 34.
Meridian 8, 141ff.
erster, 172.
Meridiankreis 149ff.
Meridianphotometer, Pickeringsches, 242.
Merkur 339ff.
Elemente, 846.
Vorübergänge vor der Sonne, 181, 341f.
Merkurperihel, Bewegung, 82, 342f.
Mesosiderite 510.
Meßapparat für photogr. Platten von Toepfer 259f.
Messiersche Nebel- und Sternhaufenkataloge 687.
Meßinstrumente und Messungen, astron., 140ff.

Meteore 475ff.
Beziehungen zu Kometen, 492ff.
Photographie, 260.
Meteoreisen 516.
Meteoriten 475f.
Einteilung, 510.
Meteorsteine 475, 507ff.
Meteortheorie der Erhaltung der Sonnenwärme 768f.
der Mondkrater 375.
Metonischer Zyklus 35.
Mikrometer 158ff.
unpersönliches, 154, 200.
Mikrometerokular 114.
Mikrophotometer 245, 247f
Mikroskope bei Meßinstrumenten 150ff.
Milchstraße 525, 678ff.
Bau nach Easton, 756f.
Struktur, 525, 757.
und Spektralklassen 576, 683.
und Sternfülle 735, 739, 741f.
Mimas, Saturntrabant, 420ff.
Minute, Bezeichnung, 15.
Mira Ceti 635, 639, 659f.
Miratypus, Veränderliche vom, 639, 658f.
Mittag, mittlerer und wahrer, 144f.
Mittel, widerstehendes, im Weltraume 461.
Mitteleuropäische Zeit 146, 176.
Mizar, Doppelstern, 607, 623, 625.
Molekulargewicht 771.
Monat, Zeitabschnitt, 33f.
Mond 364ff.
Albedo, 378.
Anziehung auf die Erde, 95ff.
Atlanten, 255, 370.
Atmosphäre, 379.
Berge, 369f.
Beschaffenheit, physische, 377ff.
Bewegung, 15ff., 55f., 80ff., 365ff. 860f.
Bewohnbarkeit, 796.
Ebenen, 370.
Elemente, 848.
Farbe bei totalen Finsternissen, 21.
Figur, 366.
Formationen, 370ff.
Entstehung, 375f., 863.
Helligkeiten verschiedener, 375.
Helligkeit, 272, 360, 379f.
Krater, 369ff.
Entstehung, 376f.
Kraterebenen, 373.
Libration, 367f.
Licht und Wärme, 379f.
Meere und Meerbusen, 370.
Opposition und Konjunktion, 15f.
Parallaxe, 364.
Bestimmung der, 178f.
Photographie, 254f., 370.
Rillen, 370, 374.
Ringgebirge, 373.
Rotation und Revolution, 365.
Seen, 370.
Spektrum, 378.
Streifensysteme, helle, 375.
Sümpfe, 370.
Umlaufszeiten, 16, 22f.
Ungleichheit, parallaktische, 191.
Veränderungen, physische, 377ff.
Wallebenen und Wallkrater, 373.
Wärme, 379ff.
Wirkungen auf die Erde, 95ff.
Mondatlanten 255, 370.
Mondbahn 17, 367ff.
Lagenänderung, 17, 97.
Ungleichheiten, 32.
Mondbewegung, 15ff., 55f., 80ff., 367ff.
Akzeleration, 80ff., 860f.
Ungleichheit, elliptische, 32.
langer Perioden, 81f., 366.
Mondfinsternisse 18ff., 31f.
partielle, 22.
Periode, 22.
totale, 21f.
Mondformationen 370ff.
Entstehung, 375ff., 863.
Reflexionsvermögen, 378.
Veränderung, 377ff.
Mondgebirge 373f.
Mondjahr 34.
Mondkarten 370.
Mondknoten 17.
Bewegung, 17f., 97.
Mondlicht und Sonnenlicht, relative Helligkeit, 272, 379.
Mondmonat 34.
Mondphasen 15.
Mondwechsel und Wetter 363.
Montierung der Fernrohre 117ff.
Moesting A., Mondkrater, 192.
Motus parallacticus und peculiaris 582.
Mount Wilson-Observatorium 128.

Nachrichten, Astronomische, 820, 833.
Nachtgleichenpunkte 12ff.
Lagenänderung, 14.
Präzession, 14f., 95ff.
Nadir 141.
Nebelflecke 525, 705ff.
dunkle, 705, 727, 873f.
Kugel-, 875f.
planetarische, 722ff.
Massen, 728, 757f.
Zugehörigkeit zum Fixsternsystem, 723, 758.
stellare, s. Spiralnebel.
unregelmäßige oder diffuse, 716ff.
Zugehörigkeit zum Fixsternsystem, 758.
veränderliche, 728ff.
Verzeichnis, 858f.
Nebelsterne 727f.
Nebelstraße Hagens 874.
Nebenradianten 488.
Nebularhypothese 393, 775, 778ff.
Nebulium 715, 720.
Negatives Okular 114.

Neigung, Bahnelement, 85.
Neptun 426ff.
Elemente, 846.
Trabant, 430f., 849.
Nestor, kl. Planet, 398.
Netz, photosphärisches, der Sonne 278f.
Netzhaut des Auges 134.
Newtons Attraktionsgesetz 1, 4f., 53ff., 426, 611.
Newtons Eimerversuch 63f., 65f., 71f.
Newtonscher Reflektor 116.
Nickelstahlpendel 162.
Nippfluten 99.
Niveau 154, 156.
Nonius oder Vernier 148.
Nordlicht s. Polarlicht.
Nordlichtlinie 521.
Nordpol der Erde, Bewegung, 357ff.
des Himmels 8.
magnetischer, 360.
Normalvergrößerung bei Fernrohren 135.
Novemberstrom der Sternschnuppen 479, 482ff., 493ff.
Nutation 97.

Oberon, Uranustrabant, 425.
Objektiv 106ff.
achromatisches, 112.
Objektive aus mehr als zwei Linsen 259f.
Objektivprisma 223, 225.
Observatorien 165ff.
Observatorium, Astrophysikalisches, zu Potsdam 130, 166ff.
Oktant 157.
Okular 106, 113f.
helioskopisches, 283.
negatives und positives, 114.
Okularspektroskope 228.
Olbers, Hypothese über Planetoidenbildung, 389, 392f.
über Kometenschweifbildung, 448.
Oppositionen bei Planeten 16, 28, 269f.
Optische Achse 108.
Orionnebel 711, 716f.
Parallaxe, 593.
Spektrum, 721.
Ort, absoluter und relativer, 147.
Ortsbestimmungen, geographische, 157, 170ff.
Ortszeit und Uhrzeit 146, 176.
Ostersonntag, Datum, 35f.
Gaußsche Formel, 36.
Osteuropäische Zeit 176.

Pallas, kl. Planet, 389, 392, 396.
Pallasite 510.
Parabel 84ff.
Ähnlichkeit mit Ellipse, 435f., 493.
Parabolische Spiegel 115.
Parallaktische Fernrohrmontierung 117ff.
Parallaktische Ungleichheit des Mondes 191.
Parallaktisches Lineal 101f.
Parallaxe, absolute, 181.
im allgemeinen 178ff.
Bestimmung, 180ff., 256.
und Eigenbewegung 204.
der Fixsterne 48, 182, 193ff., 861f.
jährliche, 182.
mittlere, 204, 745, 749.
negative, 202.
relative, 181, 199.
säkulare, 583.
der Sonne 182ff.
und Sterngröße 204.
tägliche, 181.
Parallaxenbestimmung bei Doppelsternen 196, 200, 621.
Parallelkreise 141.
Parallelogramm der Kräfte 54.
Parameter bei Kegelschnitten 84.
Parsec 197.
Passageninstrument 150f.
Patroklus, kl. Planet, 398.
Pendel, Rieflersches, 162.
Pendelbeob. zur Best. der Erddichte 90.
der Erdfigur 94f.
Pendeluhr 145, 161f.
Penumbra der Sonnenflecke 283.
Penumbrafinsternis 21.
Periastron 612.
Perigäum 31.
Perihelien, fortschreitende Bewegung der, 80.
Perihelium 49, 85, 291.
Abstand vom Knoten, Bahnelement, 85.
Perihelzeit 86.
Perseiden 479f., 501.
Persönliche Gleichung 154.
Phoebe, Saturnmond, 421f.
Phobos, Marsmond, 387f.
Phosphorus und Hesperus 345.
Photoelektrische Zellen, Verwendung in der Sternphotometrie, 248ff.
Photographie in der Astronomie 251ff.
des Mondes 370.
der Nebelflecke 136.
und kleine Planeten 260, 390.
der Sonne 212ff.
in monochromatischem Lichte 261f.
der Spektra 261.
Photogr. Helligkeitskataloge 537f.
Himmelskarte 130, 166, 530, 538.
Kap-Durchmusterung 530, 538.
Photogr. Refraktor 130, 198, 256ff.
Potsdamer, 130, 166, 256f.
Photographisch-photometrische Bestimmungen 244ff., 537f.
Photoheliograph, Potsdamer, 166.
Photometer 236ff.
Photometrie 235ff.
Photometr. Bestimmungen mit Hilfe der Photographie 244ff.
Photometr. Durchmusterung, Potsdamer, 537, 542, 544, 552.
Größenklasse, 536.
Photometry, Harvard, 537.

Photometry, Revised Harvard, 598, 841.
Photosphäre der Sonne 276ff.
Photosphärisches Netz der Sonne 278.
Pickering, E. C., Meridianphotometer, 242.
Spektraltypen, 548.
photom. Kataloge, 537.
Plancksche Energiegleichung 276, 543, 552.
Planetarische Nebel 548, 554, 560, 575.
Planeten 11, 28ff., 339ff.
Anordnung im Ptolemäischen System, 30.
im Sonnensystem, 271.
im Tychonischen System, 48.
Bahnen, 269f.
Bewegung, Erklärung der, 53ff.
Bewohnbarkeit, 796.
Digression, 269.
Einfluß auf Kometenbewegung, 438, 453.
Elemente, 846.
Entfernung nach Kopernikus, 43, 266.
mittlere, nach Kepler, 50.
relative, 43, 266.
Entwicklung nach der Nebularhypothese, 779ff.
Größe, 266.
innere und äußere, 268.
intramerkurielle, 82, 267.
kleine, s. Planetoiden.
Konjunktion, 268f.
Massen, 266f.
Massenbestimmung, 58.
Oppositionen der äußeren, 268.
transneptunische, 431f.
und Wetter 364.
Planetenbahnen, Elemente der, 85, 846f.
Bestimmung, 85f.
Gestalt, wahre, 49.
Kreise, exzentrische, bei, 31.
Planetenbewegung, direkte oder rechtläufige, 28, 41.
epizyklische, 4, 28ff., 39f.
geozentrische und heliozentrische, 38.
retrograde oder rückläufige, 28, 41.
scheinbare, 1, 28ff., 40ff.
stationärer Punkt der, 28, 42.
Planetesimalhypothese 785.
Planetoiden 388ff., 863f.
Aufsuchen mit Hilfe der Photographie, 260, 390.
Elemente, 847.
Gesamtmasse, 393f.
Größen, 319f.
Gruppen, 393, 396ff.
Parallaxe, 184f.
Plejaden 525, 593, 689.
Plejadennebel 686.
Pointieren 256.
Polarisations-Astrophotometer 238ff.
Polarlicht 360ff.
Polarstern 8, 14.
Poldistanz 142.
Pole der Ekliptik 12.
des Himmels 8ff.
Pole der Erde 44ff.
der Milchstraße 679.
Polhöhe 10, 170.
Veränderlichkeit, 357ff.
Polhöhenschwankungen, periodische, 156, 357ff.
Polsequenz 697.
Positionskreis 159.
Positionswinkel 159.
Positives Okular 114.
Potsdamer Observatorium 130, 165ff.
photometr. Durchmusterung 537, 542, 544, 552.
Praesepe 686, 694.
Präzession 14f., 45.
Erklärung, 95ff.
Priamus, kl. Planet, 395, 398.
Prisma, Brechung und Zerlegung des Lichtes im, 111f., 215.
Prismenkreis 157f.
Prismenphotometer Steinheils 236f.
Prismensysteme, zusammengesetzte, 227f.
Projektionsmethode bei Sonnenbeob. 282f.
Protuberanzen s. Sonnenprotuberanzen.
Protuberanzspektroskope 231.
Ptolemäisches Weltsystem 3ff., 24ff.
Ptolemäus, Beweise für die Kugelgestalt der Erde, 25f.
Fundamentalsätze des, 25ff.
Epizykel des, 28f., 40f.
Kreisbewegung der Himmelskörper nach, 25.
Weltsystem des, 3ff., 24ff., 41.
Pupille des Auges 134f.
Purkinje-Phänomen 247.
Pyrheliometer 274.

Quadratur 270.
Quecksilberhorizont 141, 154, 158.
Quecksilberpendel 162.

Radialbewegung der Sterne 200f., 593ff.
Radialgeschwindigkeiten 200f., 220ff., 593ff.
absolute, 604.
Größe der, 601.
und Helligkeit der Sterne, absolute, 604f.
und Milchstraße 605.
und Spektraltypus 604, 871f.
und Sterntriften 605.
Verzeichnis von, 599ff.
Radiant 478, 482f.
Radianten, parasitäre, 488.
scheinbare und wahre, 485, 488.
stationäre, 486.
Radiantenkatalog von Denning 484.
Radiationspunkt 478, 482f.
Radii vectores 49f., 84f.
Radioaktivität 451, 775.
als Quelle der Sonnenwärme 775ff.
Radium in der Erdkruste 355.
Ramsdensches Okular 114.
Rautenmikrometer 160.
Reelle Bilder 106.

Reflektor, Cassegrainscher, 115.
Gregoryscher, 115.
Herschelscher, 116.
kombinierter Herschelscher und Cassegrainscher, 116.
Newtonscher, 116.
Reflektoren 114ff.
von mehr als 70 cm Öffnung 132.
Reflexion, allgemeine, des Lichtes in der Erdatmosphäre 359.
bei Linsen, Lichtverlust durch, 112.
bei Spiegeln 125f.
Reflexionskreis 157f.
Refraktion in der Atmosphäre 154, 165.
in Linsen 106ff.
Refraktoren 105ff., 128ff.
von mehr als 70 cm Öffnung 132.
Registrierapparat 152.
Registriermethode 152f.
Registriervorrichtung für Photometer 243.
Rektaszension 14, 142.
Rektaszensionsachse 118ff.
Relativitätsprinzip 60ff.
Relativitätstheorie Einsteins 60ff.
Repsoldscher Meridiankreis 150f.
Repsoldsches Heliometer 161, 163.
Repulsivkraft der Sonne 337, 448ff.
Retuschieren der Fernrohrobjektive 128f.
Reversionsprisma 611.
Rhea, Saturntrabant, 420f.
Ringmikrometer 138f.
Ringnebel in der Leier 722.
Rittersches Gesetz 554, 561ff., 869f.
Rosse, Lord, Teleskope von, 124f.
Rostpendel 162.
Rowland, Beugungsgitter von, 227.
Sonnenspektrum von, 304.
Rückläufige Bewegung der Planeten 28, 41f.
Russells Entwicklungstheorie der Sterne 561ff., 789ff., 870f.

Saalrefraktion 155.
Sahasche Theorie 864ff.
Säkulare Störungen der Planetenbahnen 79f.
Sappho, kl. Planet, 184.
Saroszyklus der Finsternisse 23f.
Saturn 409ff.
Elemente, 846.
Saturnringe 106, 409, 412ff.
Saturnsystem, Dimensionen, 416f.
Saturntrabanten 409, 420ff.
Elemente, 849.
Schaltjahre 37.
Schaltmonat der Römer 34.
Schalttag 36.
Scheitelpunkt 141.
Schiefe der Ekliptik 12, 44f.
Schnittphotometer 518.
Schraffierkassette 245.
Schwarzer Körper 275.
Tropfen bei Venusdurchgängen 187f.
Schweife der Kometen 432ff.
Schwere, allgemeine, 53ff.
Secchi, Spektraltypen, 545f.
Sehweite, deutliche, 108.
Sekunde, Bezeichnung, 17.
Sekundäres Spektrum 113.
Selected Areas Kapteyns 539, 750.
Selenzelle bei Messungen von Sternhelligkeiten 247f.
Sextant 157.
Siderostat 253.
Siebengestirn s. Plejaden.
Sirius, Doppelstern, 617f.
Farbenänderung, 541.
Siriusweite 747.
Solarkonstante 274, 773.
Solstitien 13.
Sonne 271ff.
Achse, magnetische, 288.
Anziehung, 57f., 83, 96f.
Apex, 582ff, 871.
Atmosphäre, 273, 297, 332.
Elemente in der, 306, 869.
Bahn, scheinbare, 12f.
Bewegung, scheinbare, 10ff., 39f., 143f.
Chromosphäre s. Sonnenchromosphäre.
Dichte, 272.
Durchmesser, scheinbarer und wirklicher, 271.
Entfernung, mittlere, 271.
Fackeln s. Sonnenfackeln.
Flecke s. Sonnenflecke.
Flocken (flocculi), 314.
Geschwindigkeit, scheinbare, 144f.
im Raume, 602f., 871.
Größe, scheinbare, 275.
Größenklasse als Fixstern, 540.
Helligkeit, 273ff.
Inneres, 328, 338.
Korona s. Sonnenkorona.
Licht und Wärme, 272ff.
Masse, 272.
mittlere und wahre, 145f.
Parallaxe s. Sonnenparallaxe.
photographische Aufnahmen, 277ff.
Photosphäre s. Sonnenphotosphäre.
physische Beschaffenheit, Ansichten über die, 324ff.
Protuberanzen s. Sonnenprotuberanzen.
Repulsivkraft, 337, 448ff.
Rotation, 319ff., 862.
siderische und synodische, 320.
Schwerkraft an der Oberfläche, 272.
Spektrum s. Sonnenspektrum.
Strahlungsintensität, 273.
Substanzen auf der, 305, 869.
Temperatur, effektive und wirkliche, 275f.
Umgebung, 302ff.
Spektrum der, 307f.
Wärme s. Sonnenwärme.
und Wetter 363f.
Wirbel auf, 280.
Zeit s. Sonnenzeit.
Zukunft und Vergangenheit, 764ff.

Sonnenaufnahmen 251ff.
monochromatische, 311ff.
Sonnenbahn s. Ekliptik.
Sonnenchromosphäre 297, 311ff.
Elemente in der, 308, 869.
Spektrum, 308.
umkehrende Schicht der, 308f.
Sonnenentfernung, Bestimmung, 16f., 182ff.
Werte für die, 193.
Sonnenfackeln 275f., 279, 311ff., 323.
Periodizität, 290.
Sichtbarkeit, 279.
Spektrum, 307.
Sonnenfinsternis, älteste, 2.
Sonnenfinsternisse 18ff.
Sonnenflecke 275f., 279ff., 862.
Rotationszeit, 319ff.
Spektrum, 287f., 307.
und terrestrische Erscheinungen 291, 363f.
und elektrische Wirbel auf der Sonne 287f.
Zonen, 285.
Sonnenfleckentheorie von Emden 334ff.
von E. v. Oppolzer 334.
Sonnenjahr 14f.
Sonnenkorona 291ff.
Durchgang von Kometen, 336f.
Natur, 295, 336ff.
Spektrum, 308ff.
Sonnenparallaxe, Bestimmung, 182ff.
aus Marsbeobachtungen 183f.
aus Merkurvorübergängen 187.
aus den Bewegungen der Knoten von Venus und Mars 193.
aus der lunaren Gleichung 192f.
aus der Geschwindigkeit des Lichtes 192.
aus der parallaktischen Ungleichheit des Mondes 191f.
aus Beobachtungen von Planetoiden 184f.
des Planeten Eros 184, 258.
aus Radialgeschwindigkeiten von Sternen 208f., 595.
aus Venusdurchgängen 185ff.
Werte für die, 193.
Sonnenphotosphäre 276ff.
Granulation der, 276, 311, 313.
Sonnenprotuberanzen 291ff., 862.
Elemente in, 308.
Spektrum, 295f., 307f.
Sonnenspektrum 302ff.
tellurische Linien im, 305ff.
Sonnenstrahlung, Konstanz, 331f.
Sonnensystem 265ff.
Apex, 582f., 594, 602f.
Beschaffenheit, allgemeine, 265ff.
Bewegung im Raume, 581f.
Größenverhältnisse im, 267f.
Klassifizierung der Körper des, 265.
Stellung im Sternensystem, 742.
Veränderungen, fortschreitende, 763ff.
Sonnentheorie von Faye 327.
von H. Julius 329, 333f.
von Kirchhoff 326f.
von A. Schmidt 328, 332.
von Secchi 327.
von Wilson-Herschel 324ff.
von Young 327ff.
von Zöllner 327.
Sonnenuhr 101.
Sonnenwärme 273f., 762ff.
Erhaltung, 767ff.
Menge, 274, 763.
Quellen, 767ff.
Verlust und Ersatz, 762ff.
Sonnenwendepunkte 13.
Sonnenzeit 143f.
mittlere und wahre, 144f.
und Sternzeit 11f., 143f.
Sonntagsbuchstabe 36.
Sothisperiode 35.
Spalt bei Spektroskopen 225, 228.
Spektra, Abhängigkeit von Druck und Temperatur, 218.
Spektralanalyse 214ff., 545.
Spektralapparate 222ff.
Spektralklassen der Fixsterne 546ff., 864.
und Eigenbewegung 580f.
Verteilung am Himmel, 576.
Spektrallinien, rhythmische Anordnung, 557.
Tafeln der, 217.
Verschiebung bei Bewegung der Lichtquelle, 222, 593ff.
bei Druck- und Temperaturänderung, 218.
Spektralphotometer 250, 542.
Spektraltypen der Sterne 545ff., 864.
Spektrographen 226, 596.
des Observatoriums Ottawa 234f.
Potsdam 232f.
Spektrographie 261ff., 596.
Spektroheliograph 262ff., 279, 311ff., 596.
Spektrometer 227ff.
Spektroskop 216, 222.
zusammengesetztes, 225.
Spektroskopische Doppelsterne 622ff.
Entstehung, 634.
Massen, 632ff., 872.
Spektrum 215f.
Abhängigkeit von der Erzeugungsart, 555f.
diskontinuierliches, 216f.
der festen und flüssigen Körper 216.
der Flamme 216.
der Gase 216f.
prismatisches und Beugungsspektrum, 303.
sekundäres, 113.
sichtbares, Grenzen, 308.
Sphärische Aberration 113.
Sphärische Koordinaten der Gestirne 140f.
Spiegelsextant 157.

Spiegelteleskope 114ff.
ältere, 122.
als photographische Instrumente, 261.
Spindelnebel 708.
Spiralnebel 705ff., 875.
Stellung im Weltall, 757, 760.
Springfluten 99.
Stabgitter 246.
Star-gauges Herschels 534.
Stationärer Punkt der scheinbaren Planetenbewegung 28, 41f.
Stefansches Strahlungsgesetz 275.
Steinheils Prismenphotometer 236f.
Steinregen 508f., 513ff.
Stellarastronomie 523ff.
Stephania, kl. Planet, 392.
Stereokomparator 578.
Sternbewegungen 200ff., 219, 577ff.
im Raume 577ff.
unitarische oder ellipsoidische Theorie der, 587.
und Spektrum 580ff.
Sternbilder 13, 524f., 531ff.
Anzahl, 525, 532f.
Aufzählung, 532f.
Bedeutung, 13, 525.
Kulmination verschiedener, 531.
Sterne, *ac*-, 566.
Anzahl mit bloßem Auge, 533f.
in den Sternbildern, 532f.
der teleskopischen, 534, 538ff.
Benennung, 526.
Beschaffenheit, physische, 544ff.
Bewegungen in der Gesichtslinie, 200, 219ff.
im Raume, 577ff., 871.
Apex und Vertex der, 564ff.
Bezeichnung, 526.
c-, 566, 576.
Dichte, 561ff.
und Helligkeit, 569.
und Spektraltypus, 568f.
Durchmesser, 569f.
falsche, 137.
Eigenbewegung, 274, 577ff.
durchschnittliche, 578.
und Spektralklasse, 580.
Verzeichnis, 579.
Elemente, chemische in, 551.
Entfernungen, 197, 203.
Entwicklung, Abhängigkeit von Temperatur, Dichte und Masse, 563f.
nach der Nebularhypothese, 712ff.
Entwicklungsgang, 791ff.
Entwicklungsprozeß und Spektra, 553ff.
Farben, 540ff., 551f.
Bestimmung nach der Gittermethode, 544.
Kataloge von, 542f.
und photometr. Helligkeit, 543f.
Veränderlichkeit der, 541f.
Farbenindex, 543f.
Flächenhelligkeit, 561.
Gesamtzahl, 538ff.
Geschwindigkeit im Raume, 601.
Größe, absolute, 560.
Größenklassen, 235, 534ff.
Helligkeit, absolute, und Durchmesser, 564f.
und Farbe, 542f.
Helligkeiten, 534ff.
Helligkeitskataloge, 536ff.
Helligkeitsmessungen, optische und photographische, 235ff., 244ff., 535ff.
Kosmogonie, 760ff.
Kulmination der hellsten, 531.
mehrfache, 525, 619f.
neue, s. u. Sterne, neue.
Parallaxen, 48, 193ff., 861f.
Radialbewegung, 200, 219ff., 593ff., 871f.
Riesen und Zwerge, 562ff., 870f.
rote, 540f.
Sichtbarkeit am Tage, 136.
Spektralklassen, 546ff., 864.
und Alter der Sterne 553f.
Anzahl der Sterne, 575f.
und Temperatur 552f.
Verteilung am Himmel, 575.
Szintillieren oder Funkeln, 138.
Temperaturbestimmung, 552f.
temporäre, s. u. neue Sterne.
veränderliche, s. Veränderliche.
Verteilung im Raume, s. Sternverteilung im Raume.
Verzeichnis der hellsten, 537f.
Winkeldurchmesser der Sterne, 569f.
Zentralbewegung, 589.
Sterneichungen Herschels 534, 734ff.
Sterne, neue, 542, 662ff., 873.
Hypothesen über, 673ff.
Sternentwicklung, Eddingtonsche Theorie, 789ff.
Lockyers Theorie, 554ff.
Russellsche Theorie, 561ff., 789ff.
Sternfarben 540ff.
Sternfülle in Beziehung zur Milchstraße 745, 754.
Sterngeschwindigkeiten, Masse und Spektraltypus 567f.
Sterngloben 529.
Sterngruppen 590ff.
Sternhaufen 525, 686ff.
Einteilung, 688.
Entwicklung nach der Nebularhypothese Herschels, 780f.
kugelförmige, s. Kugelsternhaufen.
offene, 692ff., 874f.
Zugehörigkeit zum Fixsternsystem, 758.
und Nebelflecke, Unterscheidung, 688.
Verzeichnis, 857.
Sternhelligkeit und Farbe, 542.
visuelle und photographische, 244ff.
Sternhimmel, allgemeiner Anblick, 524ff.
Sternkarten 529ff.
akademische, 390, 429.

Sternkataloge 130, 202, 526ff.
Sternklassen 545ff.
Sternleeren bei Nebeln 683ff.
Sternparallaxen 193ff.
Beziehungen zu Eigenbewegung und Helligkeit, 196ff., 204, 578.
Methoden zur Bestimmung von, 197ff., 861f.
negative, 202.
relative, 196.
säkulare, 583.
und Spektralklassen, 204.
Verzeichnis von, 203.
Sternschnuppen 476ff.
periodische, 478ff.
sporadische, 477, 504ff., 864.
Sternschnuppenschwärme 478ff.
Sternspektra, Klassifikation, 546ff.
nach Cannon 548f., 571ff., 864.
nach Lockyer 554ff.
nach Maury 549.
nach Pickering 548.
nach Secchi 546.
nach Vogel 546ff.
Beziehungen zwischen verschiedenen Klassifikationen, 549f.
Sahasche Theorie 864ff.
Veränderungen, 575.
Verteilung der Sterne verschiedener Klassen, 576.
Sternspektrometer 227.
Sternspektroskop nach Secchi 231.
des Lick Observatory 230.
Sternströme 200f., 590ff.
Sternsystem, Bau des, 730ff.
ältere Ansichten über das, 731f.
nach Easton 756f.
nach Gould 742.
nach W. Herschel 735ff.
nach Kant 732.
nach Kapteyn 750ff., 876ff.
nach Kepler 731f.
nach Schwarzschild und Schouten 748ff.
nach Seeliger 742ff.
nach W. Struve 739.
schematisches, nach Seeliger, 745.
typisches, nach Seeliger, 745.
Veränderungen, fortschreitende, 763ff.
Werdegang, 794.
Sternsysteme 523f., 590ff.
nach Lambert 733f.
physische, 200f.
Sterntag 142ff.
Dauer, 11, 144.
und Sonnentag 143f.
Sterntriften 584ff.
Sterntypen s. Sternspektra, Klassifikation.
Sternverzeichnisse 524ff.
Sternverteilung im Raume 730ff.
Ansichten der Forscher vor Herschel 731ff.
Kant 732f.
Kepler 731f.
Kopernikus 731.
Lambert 733f.
Herschel und seine Nachfolger 734ff.
Herschel, J., 735.
Herschel, W., 734ff.
Struve, W., 739f.
Neuere Untersuchungen 741ff.
Argelander 741f.
Gould 742.
Kapteyn 750ff.
Schwarzschild-Schouten 748ff.
Seeliger 742ff.
Sternwärme 764f.
Sternwarten, Lage und Einrichtung, 165ff.
Sternweite 197.
Sternzeit 142f.
im mittleren Mittag Berlin 144.
Stillstände der Planeten 41f.
der Sonne 13.
Stoney, Theorie über die Atmosphären der Planeten und Monde, 379.
Störungen 76ff.
säkulare, der Planetenbahnen, 79f.
Störungsproblem, allgem. Form, 76f.
Strahlenbrechung, astronomische, 154.
Strahlungsgesetz, Stefansches, 275.
Plancksches, 276, 543.
Strahlungsdruck 790.
Stromzeit, elektrische, 174.
Stufenschätzungen bei Sternhelligkeiten 236.
Stunde, Bezeichnung, 15.
Stunden, astron. Zählweise, 145.
Stundenachse 118ff.
Stundenkreise 141.
Stundenwinkel 142f.
Sucher bei Fernrohren 118.
Südliche Durchmusterung 527.
Südpol des Himmels 9.
Swanspektrum 306, 444.
Szintillieren der Sterne 138.

Tafeln, astronomische, 83.
Tag, Bezeichnung, 15.
allmähliche Veränderung der Länge, 81, 365.
verschiedene Länge, 46f.
als Zeiteinheit 83ff., 142.
Teleskop s. Fernrohr.
Tellurische Linien im Sonnenspektrum 306f.
Temperatur des Weltraumes 381.
der Sonne, effektive und wirkliche, 275f.
der Sterne, effektive, 552f.
Temperaturveränderungen und Gang der Uhren 162.
Temporäre Sterne s. neue Sterne.
Tethys, Saturntrabant, 420ff.
Themis, Saturntrabant, 421.
Tiden 97.
Tiefenstufe, geothermische, 354.
Tierkreis 12ff.
Tierkreisbilder 12ff., 533.

Tierkreislicht 518ff.
Tierkreiszeichen 12ff.
Titan, Saturntrabant, 421f.
Titania, Uranustrabant, 425.
Titiussches Gesetz 266.
Torsionspendel 89.
Trägheitsgesetz 54, 60.
Transformationsformeln, Galilei-Newtonsche, 67, 69.
Lorentz-Einsteinsche, 70.
Transneptunische Planeten 431f.
Transversalen des Tycho 148.
Trapez im Orionnebel 619.
Trifidnebel 718, 721.
Triplet 260.
Triquetrum 101f.
Trojanergruppe der kl. Planeten 398.
Tropfen, schwarzer, bei Venusdurchgängen 187f.
Turmteleskop 168, 263f.
Tychonischer Stern 639.
Tychonisches Weltsystem 47f.
Tychos Instrumente 101, 102, 148.

Überfunkenspektrum 556.
Uhren bei astron. Beob. 147, 161ff.
Uhrgang 162, 164.
Uhrkorrektion 173.
Uhrwerke bei Fernrohren 119.
Umbra der Sonnenflecke 283.
Umbriel, Uranustrabant, 425.
Umkehr, doppelte, 315, 572.
Umkehrende Schicht der Chromosphäre 309.
Umlaufszeit, siderische und synodische, des Mondes, 16.
drakonitische, 23.
Ungleichheit, parallaktische, des Mondes, 191f.
Ungleichheiten der Mondbewegung 32.
Universalinstrument 155f.
Universum, Bau des, 730ff., 876ff.
Ansichten von Shapley, 757ff.; s. a. Sternsystem.
Uranienburg, Sternwarte Tychos, 104.
Uranometria Argentina 529, 531, 830.
Bayers 529, 638.
nova Argelanders 529, 825.
Oxoniensis 537, 827.
Uranus 423ff.
Elemente, 846.
Uranustrabanten 425.
Elemente, 849.

Venus 345ff.
Atmosphäre, 190, 349f., 862.
Elemente, 846.
Parallaxe, 181.
Phasen, 51f., 345.
Satellit, hypothetischer, 351.
Venusdurchgänge 184ff.
schwarzer Tropfen bei, 187f.
Sonnenparallaxe aus, 185ff., 352.
Veränderliche Sterne 635ff.
vom Algoltypus 640ff.
vom Antalgoltypus 650f.
vom δ Cephei-Typus 576, 649.
vom R Coronae-Typus 657f.
Farbe, 541.
vom ζ Geminorum-Typus 649f.
vom U Geminorum-Typus 657.
Klassifikation, 639.
Lichtkurve, 639.
vom β Lyrae-Typus 642f.
vom Mira-Typus 658ff.
Nova-ähnliche, 658.
vom RV Tauri-Typus 656f.
in Sternhaufen 655, 873.
unregelmäßige, 657f., 873.
Verzeichnisse, 637f., 852ff.
Verfinsterungsvariable 640ff.
Vergleichspektrum 222, 225.
Vergrößerung beim Fernrohr 134ff.
Vernier oder Nonius 148.
Verschiebungsgesetz, Wiensches, 275, 512.
Verteilungsgesetz der absoluten Leuchtkräfte 746ff., 751f.
der räumlichen Dichte 744f., 748f., 751f.
der Geschwindigkeiten 748f.
Vertices der Sternbewegungen, scheinbare und wahre, nach Kapteyn, 584ff.
Vertikalkreis 156.
Vertikalkreise 141.
Vesta, kl. Planet, 389ff.
Vielkörperproblem 77.
Viktoria, kl. Planet, 184.
Virtuelle Bilder 107.
Visionsradius 201, 593.

Walikrater des Mondes 373.
Wandelsterne s. Planeten.
Wanschaff, Photometer von, 239f.
Zenitteleskop von, 156f.
Wärme, Ausstrahlung in den Raum, 763ff.
Einfluß auf Instrumente, 153.
auf Uhren, 162ff.
Wärmemenge der Sonne 767, 773ff.
Wärmetheorie, mechanische, 481, 788f.
Wärmeverlust im Weltraume 763f.
Wasserstofflinien, Bezeichnung, 315.
rhythmische Anordnung, 557.
Wasserwage 154.
Wellenlänge der Fraunhoferschen Linien 303.
Wellenlängen, effektive, 544.
und Farbenindizes 552.
Wellmannsches Doppelbildmikrometer 160.
Welten, Bewohnbarkeit, 796ff.
Vielheit, 795ff.
Weltraum, Absorption des Lichtes im, 697f., 740f.
Stoff im, 461.
Temperatur, 381.
Weltsystem, Ansichten vom, 4.
Kopernikanisches, 1, 4, 37ff.
Newtonsches, 4, 53ff.

Weltsystem, Ptolemäisches, 4, 24ff., 41.
Tychonisches, 47f.
Weltzeit 176.
Westeuropäische Zeit 176.
Wetteränderung und astronomische Vorgänge 362ff.
Widderpunkt 142.
Widmanstättensche Figuren 509.
Wiensches Verschiebungsgesetz 275, 512.
Wilsonsches Phänomen 286.
Wilson-Herschelsche Sonnentheorie 292, 324ff.
Winkelmessung, Hilfsmittel, 147ff.
Wintersolstitium 13.
Wirbelbewegungen auf der Sonne 286ff.
Wirbeltheorie des Descartes 52, 59..
Woche, Zeitabschnitt, 33.
Wolf-Rayet-Sterne 558.
Wolken, kosmische, 498, 560.
Magellansche, 637, 651, 698.

Yerkes Actinometry 537.
Yerkes-Sternwarte 129.

Zahl, goldene, 35.
Zeemaneffekt 287.
Zehnder und Ebert, Mondkratertheorie, 376.
Zeit 142ff.
bei astron. Messungen 147.
mitteleuropäische, 146, 176.
mittlere, 144f.
Zeit, mittlere, und Sternzeit, 144.
und wahre, 145.
osteuropäische, 176.
westeuropäische, 176.
Zeitbestimmungen 147.
Zeiteinteilung, astronomische, 33ff.
Zeitgleichung 145f.
Zeitrechnung, astronomische und chronologische, 31.
Zenit 8, 141.
Zenitattraktion 487.
Zenitdistanz 141.
Zenitteleskop 156f.
Zentralkräfte, Theorie der, von Huygens 54.
Zentralsonne Mädlers 581.
Zentralstellen, astronomische, 87, 390.
Zentrifugalkräfte 64f., 92.
Zirkumpolarsterne 7ff.
Zodiakalbilder 13, 533.
Zodiakallicht 82, 344, 518ff., 782.
und Planetenbahnen 82.
Zodiakalzeichen 13.
Zodiakus 12ff.
Zolle bei Finsternissen 22.
Zöllner, Ansichten über die Konstitution der Sonne, 327.
Theorie neuer Sterne, 674.
Zöllnersches Photometer 238ff.
Zölostat 253.
Zonenzeit 176.
Zustandsgleichung, van der Waalssche, 771.
Zylinderlinse 223, 225, 228.

195298
Author Newcomb, Simon and Engelmann, Rudolf N
Title Populäre astronomie. Astron.
DATE

University of Toronto
Library

DO NOT
REMOVE
THE
CARD
FROM
THIS
POCKET

Acme Library Card Pocket
Under Pat. "Ref. Index File"
Made by LIBRARY BUREAU